

THESE DE DOCTORAT DE L'UNIVERSITE PARIS 6

Spécialité

Astrophysique

Présentée par

M. Jaime Manuel Pombo Vilinga

Pour obtenir le grade de

DOCTEUR de l'UNIVERSITE PARIS 6

Sujet de la thèse :

**ANALYSE DES VARIATIONS DE L'ENVELOPPE
CHROMOSPHERIQUE DU SOLEIL ET SON OVALISATION**

Soutenue le 07 Décembre 2006

Devant le jury composé de :

M. Patrick Boissé
M. Jean-Yves Daniel
M. Serge Koutchmy
M. Pedro Teta
M. Frédéric Clette
M. Jacques Clair Noëns
M. Jean-Pierre Delaboudinière
M. Guy Simon

Président du jury
Examineur
Co-Directeur de these
Co-Directeur de these
Rapporteur
Rapporteur
Invité
Invité

Remerciements

Je voudrais exprimer ma profonde reconnaissance à tous ceux qui m'ont aidé dans ce travail de thèse. Ceux comme ma famille qui ont toujours été présents, malgré les milliers de kilomètres entre l'Angola et la France, en particulier mes parents, ma femme Benny qui a su supporter et gérer seule notre foyer et l'éducation de nos enfants Silvio et Valéria, pendant toute mon absence, et à qui je dédie mon travail de thèse.

Ce travail de thèse est la synthèse de recherches menées pendant plus de trois ans. Je tiens tout particulièrement à exprimer ma gratitude envers Serge Koutchmy (Directeur de recherche éméritat au CNRS) en tant que co-directeur de thèse, pour m'avoir initié au travail de recherche, à la physique solaire et même à l'astrophysique. Il a accepté et voulu me transmettre une partie de son savoir par une remarquable présence pas simplement limitée au travail de thèse, mais aussi à un soutien moral et psychologique qui m'ont aidé à surmonter toutes les difficultés d'ordre académique et de santé au cours de ces années de façon que ce travail puisse être accompli.

Je remercie mon co-Directeur de thèse en Angola, le Prof. Dr. Pedro Teta (Vice Ministre de la Science et de la Technologie), pour tout le support et les sages enseignements qu'il m'a apporté sur la façon de concilier la thèse, la distance entre moi et ma famille et surtout le soutien au projet de démarrage et de développement de l'Astronomie et de l'Astrophysique en Angola.

Je remercie le Service de Coopération de l'Ambassade de France en Angola qui m'a offert la bourse d'études et en particulière Sara Petitpas pour la gestion de mes voyages et séjours en France.

Je remercie la direction de l'I.A.P. pour l'accueil qui m'a été réservé pendant ces années de thèse et la possibilité qu'elle m'a offerte de travailler dans ce renommé laboratoire, avec tous ses chercheurs et fonctionnaires avec qui j'ai toujours eu de bonnes relations et qui ont su toujours répondre à mes sollicitations.

Un remerciement particulier à mes collègues (Y.A.T. – Young Trend Astronomers de l'I.A.P.) avec lesquels j'ai partagé de bons moments, spécialement à Tatiana Lagana, Cláudio Rosa Mendes, Elisabete da Cunha, J.-C. Mauduit, Anna, Sara Caucci, Ali Reza, Gwenaël, Rodney Guimarães, Suleiman, Michal, Anthony, Guillem, Larissa et

particulièrement réservé à la fin François Ricquebourg qui n'a jamais mesuré ses efforts pour son aide constante en informatique.

Je remercie l'équipe des O.A. du Pic du Midi, David Romeuf, Marie-France Balestat et Raphaël Jiménez, le Directeur de l'Observatoire NSO/SP Steve Kiel, Jean Mouette, Christian Viladrich, Thierry Legault, Sylvain Weiller et Henry Bovy pour l'aide précieuse qu'ils ont apporté pour réaliser les observations du Soleil et le traitement des images.

Je remercie aussi tous les astrophysiciens qui m'ont aidé à comprendre les mécanismes et les manifestations de la chromosphère solaire en ce qui concerne l'ovalisation, notamment Frédéric Auchère, Guy Artzner, Frédéric Baudin, Christian Nitschelm et Boris Filippov.

Je remercie mes examinateurs les Drs Jean-Yves Daniel, Jean Pierre Delaboudinière et Guy Simon pour avoir accepté de faire partie du jury de thèse et plus particulièrement mes rapporteurs, le Dr Frédéric Clette de l'Observatoire Royal de Bruxelles et le Dr Jacques Clair Noëns qui ont tous les deux acceptés la lourde tâche d'expert et ont rédigés les rapports de thèse. Je remercie enfin le Prof. Patrick Boissé qui a accepté de présider mon jury de thèse.

Mes remerciements vont enfin à tous ceux qui ne sont pas cités et dont les efforts m'ont aidé à surmonter des difficultés et à arriver sur ce podium aujourd'hui.

Résumé

"Analyse des variations de l'enveloppe chromosphérique du Soleil et son Ovalisation" par Jaime Vilinga

Nous passons en revue les problèmes actuels de la physique solaire et de la météorologie de l'espace (Space Weather) pour montrer à quel point il est important de comprendre le comportement et l'origine du champ magnétique de la couronne solaire qui émerge à travers la chromosphère. Il est montré que les modèles hydrostatiques à 1D sont insuffisants pour décrire l'extension de la chromosphère au delà de 2Mm et les modèles empiriques sont encore loin d'expliquer ce phénomène. Toutes les méthodes classiques essayées pour mesurer l'épaisseur et la forme de la chromosphère sont soigneusement analysées, en particulier les méthodes absolues qui utilisent le disque entier du Soleil observés dans les raies chromosphériques.

Les principales sources de distorsions dues aux instruments et à l'atmosphère terrestre sont étudiées et des valeurs numériques de l'effet de la réfraction différentielle R.D. sont données, ainsi que les paramètres pour effectuer les observations du bord solaire. Des mesures précises des variations de l'épaisseur de la chromosphère sont analysées en utilisant toutes les observations disponibles (en dehors des régions actives), y compris quelques données originales mais limitées obtenues avec le meilleur coronographe de l'Observatoire NSO - Sacramento Peak au Nouveau-Mexique (USA). Nous présentons de nouvelles valeurs de l'épaisseur de la chromosphère solaire en utilisant une méthode relative pour le minimum et pour le maximum du cycle des taches solaires, prouvant que l'ovalisation de la chromosphère solaire varie et que son origine est magnétique. Dans l'avenir pour collecter plus de données systématiques, un instrument efficace a été développé au Laboratoire Solaire de l'Université de Luanda est ici décrit et quelques résultats du prototype sont illustrés.

Abstract

"Analysis of the Variations of the Solar Chromospheric Shell and its Prolateness" by Jaime Vilinga

We review the actual problem of solar physics and space weather to show how important it is to understand the behaviour and the origin of the coronal magnetic field which emerges through the chromosphere. It is shown that 1D hydrostatic models are insufficient to describe the extended chromosphere above the 2Mm heights and empirical models are in state of infancy. All the past methods to measure the thickness and the shape of the chromosphere are critically analysed, especially methods using full disk imaging in chromospheric lines.

The main sources of distortion due to instruments and the Earth atmosphere are studied and practical computed values of the differential refraction effect are given, as well as the needed parameters for making solar off limb observations. Precise measurements of the variations of the thickness of the extended chromosphere are analysed using the available observations (outside of active regions), including some original but limited data obtained with the best coronagraph of NSO – Sacramento Peak Observatory in New-Mexico, USA. New values of chromospheric thicknesses are reported using a relative method for both the minimum and especially the maximum sunspot activity, showing that the chromospheric prolateness is changing and is of magnetic origin. To collect more systematic data in the future, an efficient instrumentation to be developed at the Luanda University Solar Laboratory is described and some preliminary results using a prototype are given.

Resumo

"Análise das variações do envelope cromosférico solar e da sua extensão (Prolateness) " por Jaime Vilinga

Uma revisão dos problemas actuais da física solar e da meteorologia do espaço (Space Weather) para mostrar a que ponto é importante compreender o comportamento e a origem do campo magnético da coroa solar que emerge através da cromosfera. Nesta tese, mostra-se que os modelos hidrostáticos a uma dimensão são insuficientes para descrever a extensão da cromosfera acima de 2Mm (Megametros) de altura e os modelos empíricos estão ainda muito longe de poder explicar este fenómeno. Todos os métodos clássicos ensaiados para medir a espessura e a forma da cromosfera são aqui seriamente analisados, em especial os métodos "absolutos" que utilizam a imagem do disco inteiro do Sol observada nas linhas do espectro cromosférico.

As principais fontes de distorsão provocadas pelos instrumentos e pela atmosfera terrestre são estudadas e fornecidos valores numéricos para o efeito de refacção diferencial, assim como os parâmetros necessários para uma boa observação do bordo solar. Medições precisas das variações de espessura da cromosfera são analisadas fazendo uso de todos os dados e observações disponíveis do Sol (fora das regiões solares activas), incluindo alguns dados originais (mas com certas limitações) obtidos com o melhor coronógrafo do Observatório Solar Nacional – NSO do Monte Sacramento, Novo-México dos Estados Unidos. Apresentamos como tese novos valores da espessura da cromosfera usando o método "relativo" para as épocas do mínimo e máximo do ciclo das manchas solares (sunspot), mostrando que a "prolateness" (extensão da cromosfera) é variável em função do ciclo de actividade solar e é de origem magnética. Um projecto instrumental eficiente está a ser desenvolvido no novo laboratório solar de Luanda, na Faculdade de Ciências da Universidade Agostinho Neto, com o objectivo de se obterem futuramente dados mais sistematicos. Alguns resultados deste prototipo são aqui ilustrados.

Analyse des variations de l'enveloppe chromosphérique du Soleil et son ovalisation

INTRODUCTION : L'activité solaire et ses manifestations.

A Sur l'intérêt d'étudier l'étoile Soleil et son activité ;

- A.1 L'étoile Soleil et son activité ;
- A.2 Variabilités radiatives (Constante solaire ; raie UV, ...) ;
- A.3 L'activité solaire (magnétisme, effet dynamo ; flares ; C.M.E. ; vent ; SEP) et les perturbations magnétosphériques.
- A.4 Les variations climatiques et la météorologie de l'espace ;

B Définition des différentes couches denses de l'atmosphère solaire (Modèle hydrostatique standard moyen) et extensions chromosphériques.

- B.1 La chromosphère des éclipses : images après les contacts (spectre flash).
- B.2 L'enveloppe d'hydrogène : le comportement des raies H et K de Ca II , les extensions chromosphériques (rayonnement Radio millimétrique ; absorption au bord du rayonnement coronal) et les modèles empiriques.
- B.3 L'enveloppe d'hélium, autrefois et aujourd'hui.

C Quelques aspects particuliers, au bord solaire et au delà

- C.1 Description succincte de l'évolution du champ magnétique durant l'émergence du champ à la surface, vers la chromosphère et vers la couronne.
- C.2 Effets escomptés de l'émergence du champ magnétique : phénomènes dynamiques dans la haute chromosphère.
- C.3 Spectres avec fente radiale au bord photosphérique, pour montrer l'épaisseur de la chromosphère.
- C.4 Évidence à l'aide d'une image de la chromosphère du Soleil au minimum d'activité et une image du Soleil au maximum, faites à NSO/SP (One Shot Coronagraph) : variation de l'ovalisation.

D Le vent solaire rapide.

- D.1 Origine du vent rapide ; trous coronaux ;

- D.2 Chauffage de la chromosphère et chauffage de la couronne :
l'ovalisation traduit-elle un mécanisme d'émergence du champ magnétique responsable du chauffage et du vent rapide ?

CHAPITRE I: Mesure de la forme de l'enveloppe chromosphérique : Distorsions dues à l'atmosphère terrestre et distorsions instrumentales.

I.1. La réfraction atmosphérique

- I.1.1 Problématique de la réfraction différentielle (RD) produite dans l'atmosphère terrestre;
- I.1.2 Comment la RD introduit un aplatissement du Soleil en fonction du lieu d'observation, de la position dans le ciel et de l'époque de l'année;

I.2 Qualité du ciel en général

- I.2.1 Transmissions atmosphériques pour différentes hauteurs du Soleil h_{\odot} ;
- I.2.2 Effets du "Seeing";
- I.2.3 Problème des « contrails »;
- I.2.4 Avantages des sites sub-tropicaux (hauteur du Soleil; ensoleillement ; qualité des images...);

I.3 Filtrogrammes et spectrohéliogrammes

I.4 Variations annuelles de l'angle de position P ; et de la latitude héliographique B

I.5 Travaux historiques et autres travaux en rapport avec la forme de l'enveloppe chromosphérique.

CHAPITRE II: Mesures précises de l'épaisseur de la chromosphère : premiers résultats.

II.1 Évaluation de l'effet des inhomogénéités (spicules) sur la précision des mesures du bord.

II.2 Résultats obtenus par la méthode spectroscopique

- II.2.1 Mesures durant le minimum d'activité (Ca II K ; He I)
- II.2.2 Mesures durant le maximum d'activité (H α ; Ca II K)

II.3 Mesures effectuées à l'aide des images du canal 304 de EIT – SoHO

II.4 Évaluation par les méthodes "coronographiques"

II.4.1 Images des spectrohéliographes (S.H.) de Meudon en K3 Ca II et H α

II.4.2 Images coronographiques de l'instrument HACO (**H**Alpha **C**oronographe) du Pic du Midi ;

II.4.3 Images du "One-Shot Coronagraph" de NSO/SP ;

II.4.3.1 Mesures

II.4.4 Images "disque" de Big Bear Solar Observatory - BBSO et de ISOON (NSO/SP), et images du réseau international H α ;

II.4.5 Images du Kanzelhöhe (Autriche).

CHAPITRE III: Développement d'un nouvel instrument H α au sol et résultats préliminaires.

III.1 Laboratoire en développement à Luanda (Université Agostinho Neto)– Effet attendu de la mer pour la qualité des images (effet Big Bear) ;

III.2 Premiers développements pour l'établissement d'un laboratoire solaire en Province - L'expérience de Tchivinguiro ;

III.3 Une expérience optimisée pour mesurer la forme de la chromosphère

III.3.1 Le réfracteur et sa monture ; les détecteurs ; premiers essais à l'I.A.P., au Pic du Midi ;

III.3.2 Filtre *Coronado*, performances et améliorations possibles ; contrôle ;

III.3.4 La détection rapide et le traitement post-facto des images ;

III.4 Mesures préliminaires et analyse des images

III.5 Discussion ; précision des mesures ; erreurs systématiques ;

Conclusions générales

1. Développement attendu au sol; nécessité d'une coopération internationale (I.H.Y.);
2. Intérêt d'une couverture temporelle pour examiner "l'héliosphère chromosphérique" et donc pour mesurer les composantes de bas ordre du champ magnétique solaire ; Comparaison avec d'autres indices de l'activité solaire (taches ; boucles magnétiques ; couronne ; ondes de torsion ...)
3. Intérêt d'une expérience réalisée à l'aide d'une mission spatiale; couverture temporelle plus étendue (moyenne sur une rotation), qualité photométrique et reproductibilité, fluctuations des irradiances $H\alpha$, accès à $Ly \alpha$, raie royale de l'hydrogène (UV).

Annexes

A.1 Références bibliographiques

A.2 Traitement rigoureux des effets optiques de la réfraction par Henri Chrétien;

A.3 Variation météorologique en fonction de la latitude du lieu

A.3.1 Dispersion Atmosphérique

A.3.2 Variations de la Température et de la Pression

A.3.3 Variation de la Température en fonction de la Latitude

A.3.4 Variations de la Pression totale et de la Vapeur d'Eau au niveau de la mer

A.3.5 Température et Pression à la Tropopause

A.4 Variation du diamètre apparent du Soleil et réfraction différentielle

- A.4.1 Variation annuelle du diamètre angulaire photosphérique du Soleil. (Allen, 1973);
- A.4.2 Variation annuelle de l'angle de position (P) et de la latitude héliographique (B);
- A.4.3 Diminution du diamètre vertical du Soleil avec la réfraction différentielle pour quelques sites d'observation;
- A.4.4 Diminution du diamètre vertical du Soleil avec la réfraction différentielle au niveau de la mer ;
- A.4.5 Diminution du diamètre vertical du Soleil avec la réfraction différentielle à Paris ;
- A.4.6 Diminution du diamètre vertical du Soleil avec la réfraction différentielle à Luanda ;
- A.4.7 Diminution du diamètre vertical du Soleil avec la réfraction différentielle au Pic du Midi;

A.5 Réfraction Atmosphérique

- A.5.1 *Réfraction atmosphérique et déviation du rayon de lumière (0 à 1500 arscec.)*
- A.5.2 Réfraction atmosphérique et déviation du rayon de lumière (0 à 400 arscec.)

A.6 Travaux

a – Articles de Revues Scientifiques et conférences internationales

- A.6.1 J. Vilinga and S. Koutchmy, "*The Chromospheric prolateness and its variations*", in "Large-scale Structures and their Role in Solar Activity", ASP Conference Series, Vol. 346, Proceedings of the Conference held 18-22 October, 2004 in Sunspot, New Mexico, USA. Edited by K. Sankarasubramanian, M. Penn, and A. Pevtsov, p.269;
- A.6.2 J. Vilinga and S. Koutchmy, "*Chromospheric Prolateness Solar cycle variations*", Proceedings of the IAU Symposium 233, 31 March – 4 April 2006, Cairo, Egypt, in press
- A.6.3 Filippov, B., Koutchmy, S., Vilinga, J., *On the dynamic nature of the prolate solar chromosphere: jet formation*, Astronomy and Astrophysics, 2006, in press.
- A.6.4 J. Vilinga and S. Koutchmy, "*Teaching and development of Astronomy in Angola, from 2001 to 2005*", Proceedings of the First European General Assembly, 10-13 January 2006, Paris, France, Editor: Carine Briand

- A.6.5 S. Koutchmy, L. Contesse, Ch. Viladrich, J. Vilinga and K. Bocchialini, *About the Fe XIV 530.3 NM line emissions of the middle corona*. Proceedings of the 11th European Solar Physics Meeting, The dynamic Sun: Challenges for Theory and Observations, Session 3.2: magnetic Structures, Dynamics and Coronal Heating, Leuven, Belgium, 11-16 September 2005, SP-600 December 2005
- A.6.6 J. Vilinga, S. Koutchmy et B. Filippov, **"Solar Cycle variations of the chromospheric prolateness", Coimbra Solar Physics Meeting, Coimbra, Portugal 9-13 Oct 2006, Proceedings, P. Heinzel Ed. in ASP series, in press**

b – Autres publications et papiers posters

- A.6.7 *"Observation of the Chromospheric Prolateness using H α Filtergrams"*, poster paper, 23th NSO-SP International Workshop, "Large-scale Structures and their Role in Solar Activity", Conference held 18-22 October, 2004 in Sunspot, New Mexico, USA.
- A.6.8 *"The Solar Cycle Variation of the Chromospheric Prolateness"*, poster paper, 6^{ème} Semaine de la Société Française d'Astrophysique et d'Astronomie (SF2A), Paris 26-30 juin 2006-06-28
- A.6.9 *"Analysis of broad-band H α coronagraphic observations"*, poster paper, 6^{ème} Semaine de la Société Française d'Astrophysique et d'Astronomie (SF2A), Paris 26-30 juin 2006-06-28
- A.6.10 *"Preliminary results from the March 29, 2006 Total Eclipse observations"*, poster paper, 6^{ème} Semaine de la Société Française d'Astrophysique et d'Astronomie (SF2A), Paris 26-30 juin 2006-06-28
- A.6.11 *"Ovalisation de la chromosphère solaire: mesures; variations avec le cycle d'activité et interprétations"* poster paper, Conférence P.N.S.T. "Prospective Spatiale Solaire" Paris I.A.P. 28 Septembre 2005;
- A.6.12 Serge Koutchmy, Christian Viladrich, Jean-Yves Daniel, Jaime Vilinga et Jacques-Clair Noëns, *Étude de l'émission du Fe XIV à l'éclipse du 21 juin 2001 et projet coronographique au Pic du Midi*, poster paper, Conférence P.N.S.T. Autrans – France 2004.
- A.6.13 *"Efficient Methods of airborne survey based on the use of modern CCD cameras"*, poster paper, 2^a Conferência Internacional da SGfA - Sociedade de Geofísica de Angola, Luanda, Angola 24 de novembro de 2004;
- A.6.14 DaRosa, K., Koutchmy, S., Legault, Th. And Vilinga, J. *Study of the lunar profile during the solar eclipse of December 4, 2002*, oral and poster paper, – Grenoble, Université Joseph Fourier, France. IAP Paris 2003.
- A.6.15 Vilinga, J., Koutchmy, S., Marty, Ph. And DaRosa, K. *Designing an airborne Remote – Sensing System*, oral and poster paper, – Grenoble, Université Joseph Fourier, France. IAP Paris 2003.
- A.6.16 Auchère, F., Daniel, J-Y., Koutchmy, S., Legault, Th., Marty, Ph., Mouette, J., Picazzio, E., DaRosa, K., Viladrich, C., et Vilinga, J. *-L'éclipse en Afrique Australe*. L'Astronomie, février 2003 vol. 117, pp. 82 - 85.
- A.6.17 *Study of the lunar profile during the solar eclipse of December 4, 2002*, presented at ERCA 2003, Univ. Joseph Fourier, Grenoble – France
- A.6.18 Vilinga, J. and DaRosa K., *Um Milénio de Eclipses em Angola – de 1500 a 2500*, Universidade Agostinho Neto, Luanda - Angola, 2001.

INTRODUCTION

A Sur l'intérêt d'étudier l'étoile Soleil et son activité ;

- A.1 L'étoile Soleil et son activité ;
- A.2 Variabilités radiatives (Constante solaire ; raie UV, ...) ;
- A.3 L'activité solaire (magnétisme, effet dynamo ; flares ; C.M.E. ; vent ; SEP) ; perturbations magnétosphériques.
- A.4 Les variations climatiques et la météorologie de l'espace ;

A.1 - L'étoile Soleil et son activité

La chromosphère est connue depuis l'Antiquité à partir de l'observation des éclipses totales du Soleil, car elle rayonne tout spécialement la raie rouge $H\alpha$ de HI , spectre de l'hydrogène, ainsi que la raie $D3$ de l'hélium neutre $He I$, dans le jaune - orange et la raie bleue $H\beta$ de HI , ce qui lui donne une couleur rose. Si on prend, comme la plupart des auteurs, cette définition, issue de l'observation des éclipses, pour la chromosphère, il est évident que cette chromosphère est considérablement étendue. Elle comprend une partie "froide" constituée par des structures fines (spicules).

Observé à haute résolution, la chromosphère n'est pas une couche (enveloppe) parfaitement sphérique et stratifiée autour du Soleil. Le cycle d'activité solaire de 11 ans a une influence sur la différence d'épaisseur entre les pôles et l'équateur.

Notre étoile Soleil est une étoile active à cause de son champ magnétique variable, comme nous allons le voir dans cette thèse.

Le cycle d'activité solaire a été défini (voir figure 1.2) grâce à l'indice relatif des taches (RI – *indice relatif international des taches*) à la surface du Soleil. Le nombre relatif de taches solaires est un indice de l'activité du disque entier visible du Soleil, déterminé chaque jour sans référence aux jours précédents. Chaque groupement isolé de taches¹ solaires se nomme un groupe de taches solaires, et il peut se composer en une seule ou plusieurs taches distinctes. Le nombre relatif des taches solaires est défini par $R = K (10G + N)$, où G est le nombre de groupes de taches solaires et N est le nombre de taches individuelles. K ($K \leq 1$) est le facteur de normalisation qui dépend de l'observateur. Cet indice est disponible, sans interruption, depuis 1700² en valeurs annuelles, depuis 1750 en valeurs mensuelles et depuis 1849 en valeurs quotidiennes. Une valeur dite moyenne mensuelle (Waldmeier, 1961) est déterminée en réalité sur douze mois en utilisant une moyenne glissante centrée :

¹ Une tâche solaire est définie comme une structure très sombre possédant une ombre, très sombre, et une pénombre autour, moins brillante que la photosphère environnante, en moyenne.

² Certaines taches solaires sont parfois visibles à l'œil nu. Ce phénomène a été observé depuis fort longtemps en Chine, mais c'est l'invention du télescope au début du XVII^e siècle qui en a permis l'étude systématique. Dès cette époque, Galilée, Johann Fabricius et Christoph Scheiner ont découvert et étudié la rotation du Soleil, puis la rotation différentielle, grâce à l'observation des taches.

$$RI_{12} = \frac{1}{12} \left[\sum_{m=-5}^{m=+5} RI_m + \frac{RI_{-6}}{2} + \frac{RI_{+6}}{2} \right]$$

Nécessairement on doit connaître les moyennes mensuelles (RI_m) observées pendant 13 mois, puisque les mois extrêmes RI_{-6} et RI_{+6} ne comptent que pour moitié.

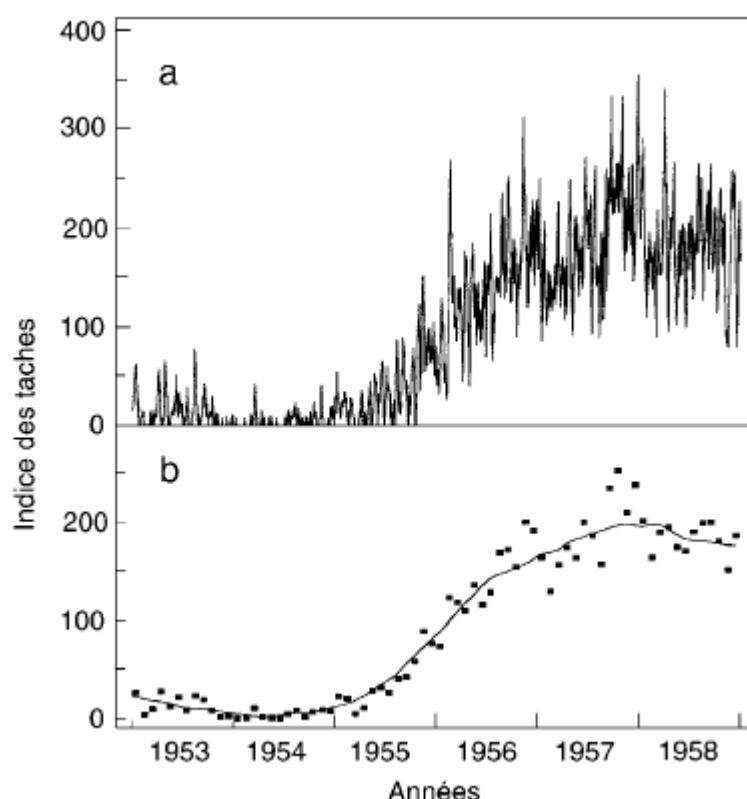


Figure A.1.1 - Comparaison du minimum au maximum d'un cycle, a) de l'indice RI quotidien, b) de l'indice moyen mensuel (RI_m) ou moyenné sur 12 mois (RI_{12}) grâce au nombre des taches solaires (d'après Pierre Lantos, 1997).

Plus fondamental encore est évidemment le choix de l'indice d'activité. La figure A.1.2 emprunté à P. Lantos, compare, pour le cycle 21, le flux en rayons X (noté X), celui à 10,7 cm dans le domaine Radio (noté F) et celui de l'indice de taches RI_{12} (noté R). Les ingrédients de ce dernier indice, nombre de taches individuelles (N) et nombre de groupes (G) sont également tracés. Pour chacune des courbes, les triangles indiquent la date des minima et des maxima et montrent la grande dispersion (environ 2 ans) des époques correspondantes. Avec deux indices dont les variations sur 11 ans sont pourtant bien corrélées, comme le RI_{12} et le flux centimétrique correspondant, les maxima trouvés sont disposés en décembre 1979 pour le premier et en mai 1981 pour le second.

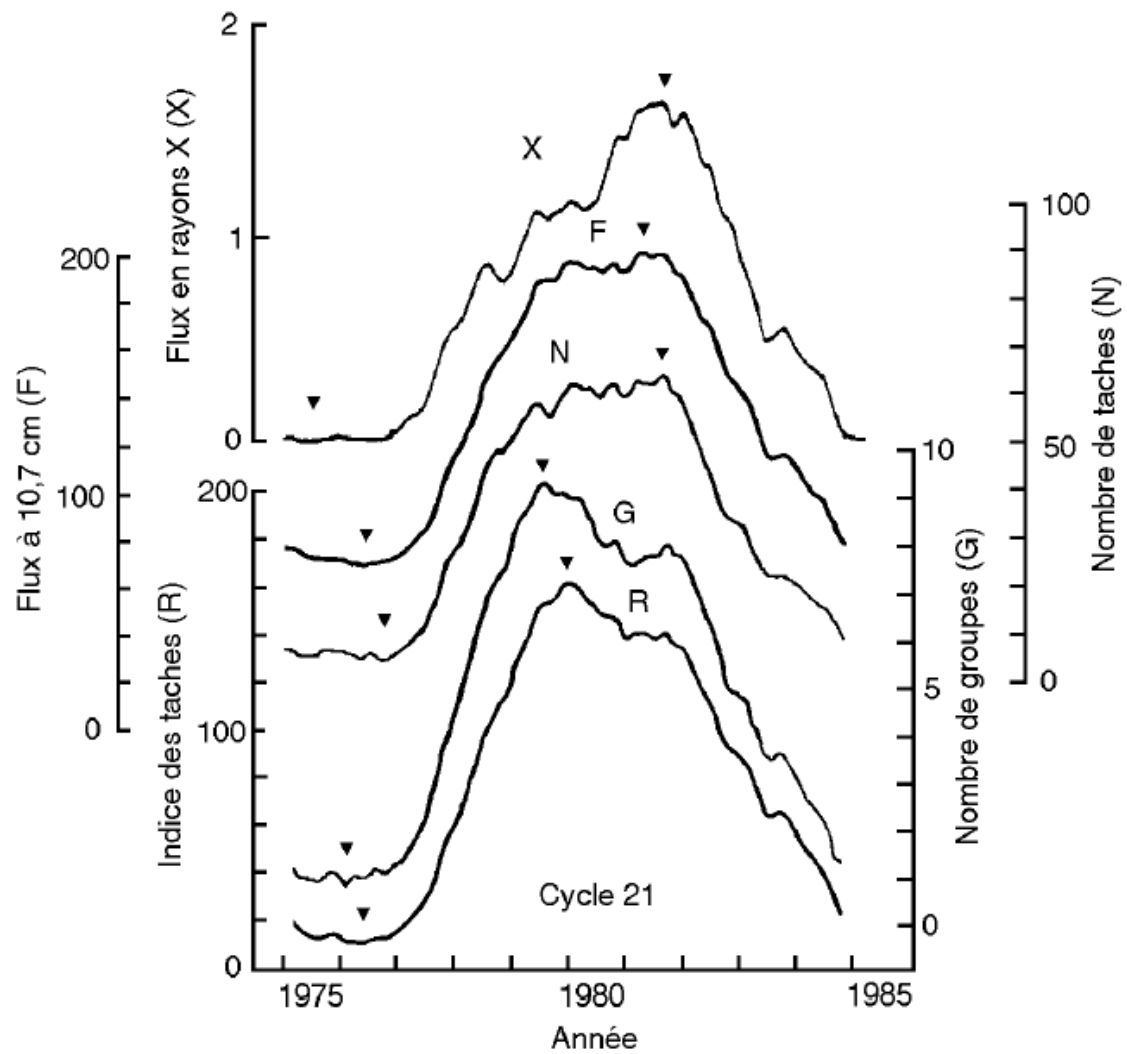


Figure A.1.2 - Comparaison d'un cycle de onze ans en rayon X, en centimétrique, en nombre de taches et de groupes, et en indice des taches (RI_{12}), (d'après Pierre Lantos "Le Soleil en face: le Soleil et les relations Soleil-Terre" Paris – Masson, 1997).

L'existence du phénomène de variation de l'activité solaire et son cycle est évidemment fondamentale pour comprendre la nature de la dynamo solaire, responsable de la régénérescence périodique du champ magnétique qui fonctionne soit de manière aléatoire, soit de façon déterministe, et donc de manière quand même assez chaotique. Durant les époques où le système devient chaotique, il semble que la *phase* du cycle soit perdue, de telle sorte que l'oscillateur, cet épisode passé, repart avec la même période d'oscillation, mais avec des cycles découplés. L'analyse de l'éventuelle nature chaotique de l'activité solaire à plus courte échelle de temps a été maintes fois tentée, jusqu'ici sans aucune conclusion. Il est donc intéressant de chercher de nouveaux indices de l'activité cyclique, y compris dans la chromosphère.

A.2 - Variabilités radiatives (Constante solaire ; raie UV, ...)

On sait bien que le cycle solaire est déterminé par le nombre de taches à la surface du Soleil et par conséquent la question de savoir si cela apporte un effet sur le rayonnement total du Soleil et sur son flux total (la *constante solaire*) est posée, voir figure A.2.1. La réponse a été obtenue seulement très récemment, à partir de 1979, avec l'envoi de satellites porteurs d'instruments spécialisés qui confirment des variations de la constante solaire (flux total rayonné) extrêmement faibles de l'ordre du millième entre maximum et minimum des taches au cours d'un cycle solaire et contrairement à ce que l'on pourrait penser (puisque les taches sont moins brillantes que le reste de la photosphère), le flux total est moindre au moment du minimum des taches plutôt qu'au moment du maximum. Ainsi, la variation de la constante solaire suit le cycle des taches et donc le cycle magnétique. Cette loi est maintenant confirmée sur environ 2 cycles d'activité.

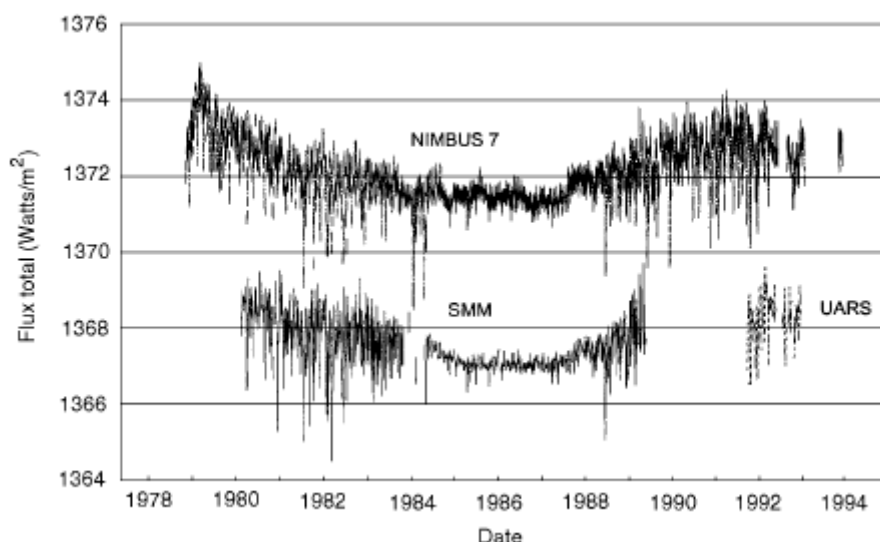


Figure A.2.1 - Mesure du flux total du Soleil par trois satellites différents. 1987 correspond au minimum d'activité de taches (d'après *Solar Geophysical Data*, 1994, 599, 65).

L'analyse détaillée de ces résultats a montré que les taches jouent un rôle relativement important mais que ce rôle était contrebalancé, entre autre, par celui des facules, plus brillantes que le reste de la photosphère.

Le nombre de taches présentes sur le disque, facilement observables, est lié aux latitudes auxquelles les taches apparaissent au début et à la fin du cycle. Les taches migrent de 40° à 10° de latitude environ durant le cycle. La figure A.2.2 illustre cet effet, pour cinq cycles, sous la forme d'un « *diagramme papillon* ». Le cadre du bas donne la "surface tachée" pour chaque rotation de Carrington ainsi que la courbe lissée sur 12 mois. C'est le cycle des taches qui est historiquement connu depuis le plus longtemps mais pour étudier les conséquences de l'activité solaire (ex. : flux X ; flux de particules énergétiques), les taches ne sont pas le meilleur indice, voir aussi la figure A.1.2. Pour le vent solaire, cet indice est peu fiable et ne donne aucune indication sur les trous coronaux.

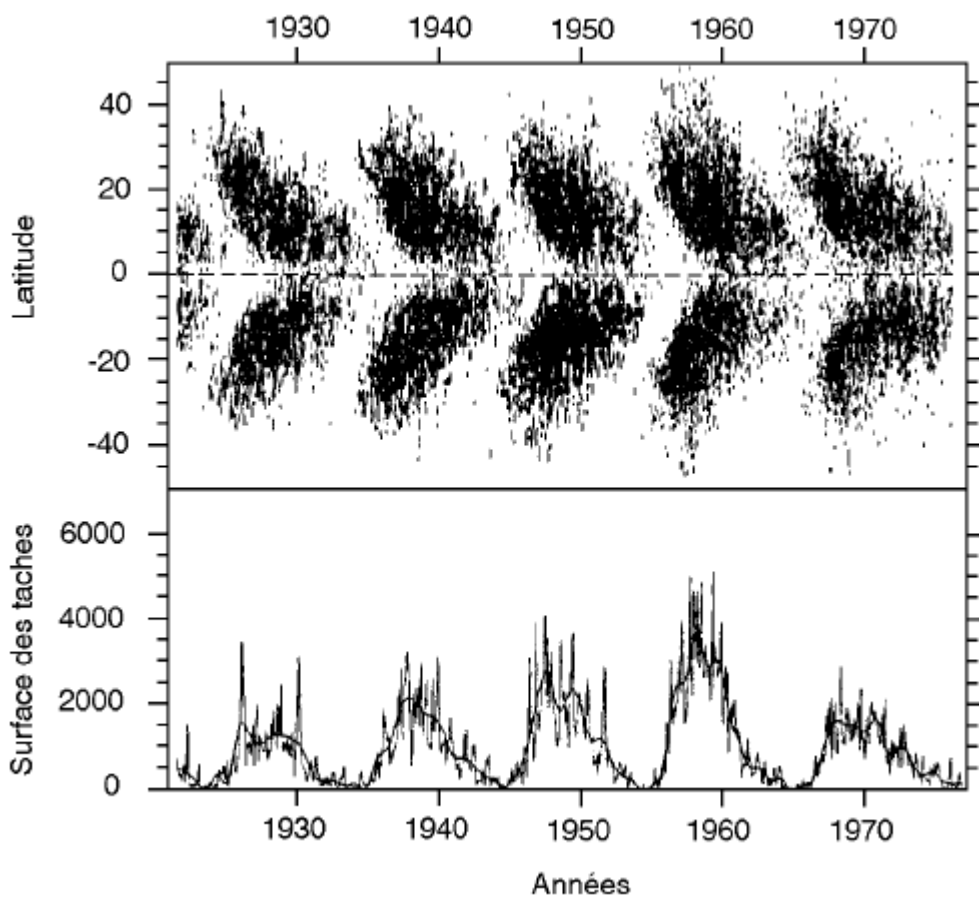


Figure A.2.2 - Diagramme papillon sur cinq cycles de onze ans dont les surfaces tachées moyennes mensuelles sont données dans le cadre du bas, (d'après B.D. Yallop et C.Y. Hohenkerk, 1980, *Solar Physics*, 68, 303).

A.3 L'activité solaire (magnétisme, effet dynamo ; flares ; C.M.E. ; vent ; SEP – Solar Energetic Particles) et les perturbations magnétosphériques.

Le cycle d'activité magnétique solaire est assez différent de celui des taches (Lantos, P., 1997).

Contrairement aux polarités des taches, qui s'inversent dans chaque hémisphère au moment du minimum, celles du champ à grande échelle le fait au moment du maximum du cycle. Cela montre que le cycle solaire pris dans sa globalité est plus complexe que celui des taches seules.

En ce qui concerne l'activité géomagnétique, dans ses manifestations les plus extrêmes, les orages géomagnétiques, elle est liée d'une part aux phénomènes éruptifs du Soleil et d'autre part aux trous coronaux polaires durant les trois ou quatre dernières années du cycle, qui sont stables et descendent fréquemment à basse latitude. Dans les deux cas de l'activité géomagnétique, la magnétosphère est perturbée par les variations rapides des paramètres du vent solaire. Grâce à une étude effectuée sur onze cycles pour analyser la relation entre les indices de taches et les indices géomagnétiques, on constate, à l'évidence, une grande irrégularité. Les maxima des cycles de taches correspondent cependant à des périodes d'activité géomagnétique intense en raison de la contribution des éruptions solaires. La seule exception correspond au maximum de 1980, année où l'indice géomagnétique est extrêmement bas, ce qui est d'ailleurs un cas unique dans la série, longue de 130 ans (voir figure A.3.1). Au minimum du cycle des taches on observe un minimum de l'indice géomagnétique, qui peut être décalé d'un an par rapport à celui des taches. Le maximum le plus important de l'activité géomagnétique, pour trois des quatre cycles présentés ici, se situe durant la phase de décroissance de l'activité solaire. Il met en jeu à la fois l'activité éruptive et le passage, sur le disque solaire, des trous coronaux. En fin de cycle, lorsque l'activité solaire a fortement décrû, apparaît un ultime maximum de l'activité géomagnétique (indiqué sur la figure par un astérisque) qui, lui, n'est lié qu'à la présence de trous coronaux. L'importance de ce dernier maximum permet peut-être de prévoir l'amplitude du maximum de l'indice des taches du cycle suivant.

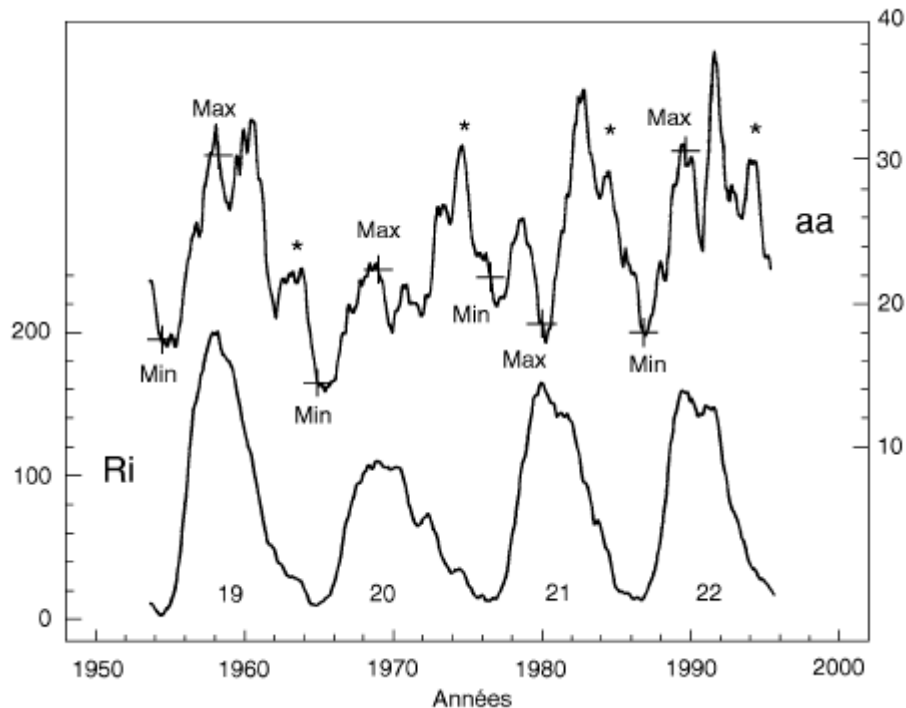


Figure A.3.1 - Comparaison du cycle des taches RI_{12} (en bas) et de l'indice géomagnétique Aa moyenné de la même manière. Les maxima et les minima des taches sont reportés sur la courbe du haut (d'après Pierre Lantos, 1997).

Le diagramme papillon des taches (figures A.2.2) montre qu'elles apparaissent en début de leur cycle à des latitudes de l'ordre de 40° . Pour obtenir des informations à plus hautes latitudes, on doit observer d'autres traceurs. Les régions actives éphémères et les facules, y compris les facules polaires, de même que les filaments $H\alpha$, permettent cette étude. Les régions actives éphémères et les facules identifiées, par leur polarité magnétique, au nouveau cycle, apparaissent à des latitudes comprises entre 35° et 65° , trois à quatre ans avant le début du cycle des taches. Elles migrent ensuite vers les latitudes plus basses de telle sorte qu'au début du cycle des taches, ces régions se situent aux mêmes latitudes qu'elles, vers 30° ou 40° , formant ainsi une branche qui précéderait celle des taches. Lorsque l'on dénombre les facules dans les régions polaires, on trouve, comme l'indique la figure A.3.2, que leur cycle (a), on verra dans cette thèse que l'ovalisation de la chromosphère montre le même type de comportement, de onze ans également, varie en opposition de phase avec le cycle des taches (b), leur nombre croissant au moment de la décroissance du cycle des taches précédent et atteignant son maximum au moment du minimum de celui-ci. Il en est de même des *plumes polaires*, structures coronales fines et denses observées à haute latitude, dont le nombre moyen (c) est également tracé sur la figure A.3.2, et qui semblent liées au vent solaire rapide (travaux récents utilisant les observations SoHO).

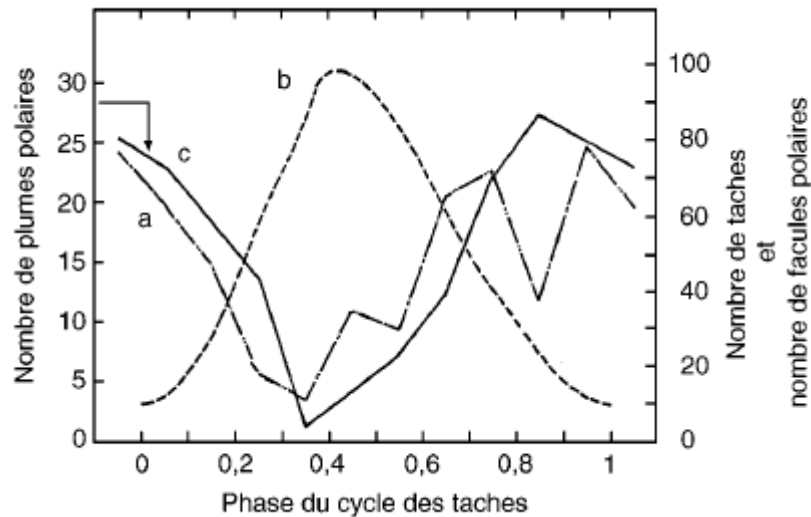


Figure A.3.2 - Comparaison du nombre des facules polaires (a) et du cycle des taches (b). La courbe (c) correspond au nombre de plumes polaires (d'après G. Newkirk, 1967, *Annual Review Astron. Astrophys.*, 5, 213).

Si l'on mesure, au cours du cycle solaire, la latitude moyenne des filaments $H\alpha$ quiescents, on observe une branche partant, comme celle des régions actives éphémères, des latitudes de l'ordre de 50° et montant vers les pôles, les latitudes de 80° étant atteintes au moment du maximum des taches (Leroy et Noëns, 1983).

Ainsi, les indices d'activité "globale" ont tendance à être remplacés, pour comprendre l'activité, par l'observation de petites structures (facules ; filaments ; etc.) au détriment d'une description plus générale. Nous allons voir que l'étude de l'épaisseur de la chromosphère est un autre manière d'aborder le problème de l'origine de l'activité, ou tout au moins d'un aspect de cette activité, sans doute lié à l'émergence du champ magnétique et au phénomène de trou coronal.

Un autre phénomène issu des taches solaires est nommé "flares", modifiant les champs magnétiques des taches et libérant une grande quantité d'énergie. Ces phénomènes sont observés dans le domaine spectroscopique visible en particulier en $H\alpha$, en rayons X, en UV et très rarement dans le domaine du visible continu optique et en rayons gamma. La figure A.3.3 montre l'exemple d'un "flare" sur un spectrohéliogramme $H\alpha$, enregistré à l'Observatoire de Paris – Meudon – France en 1946.

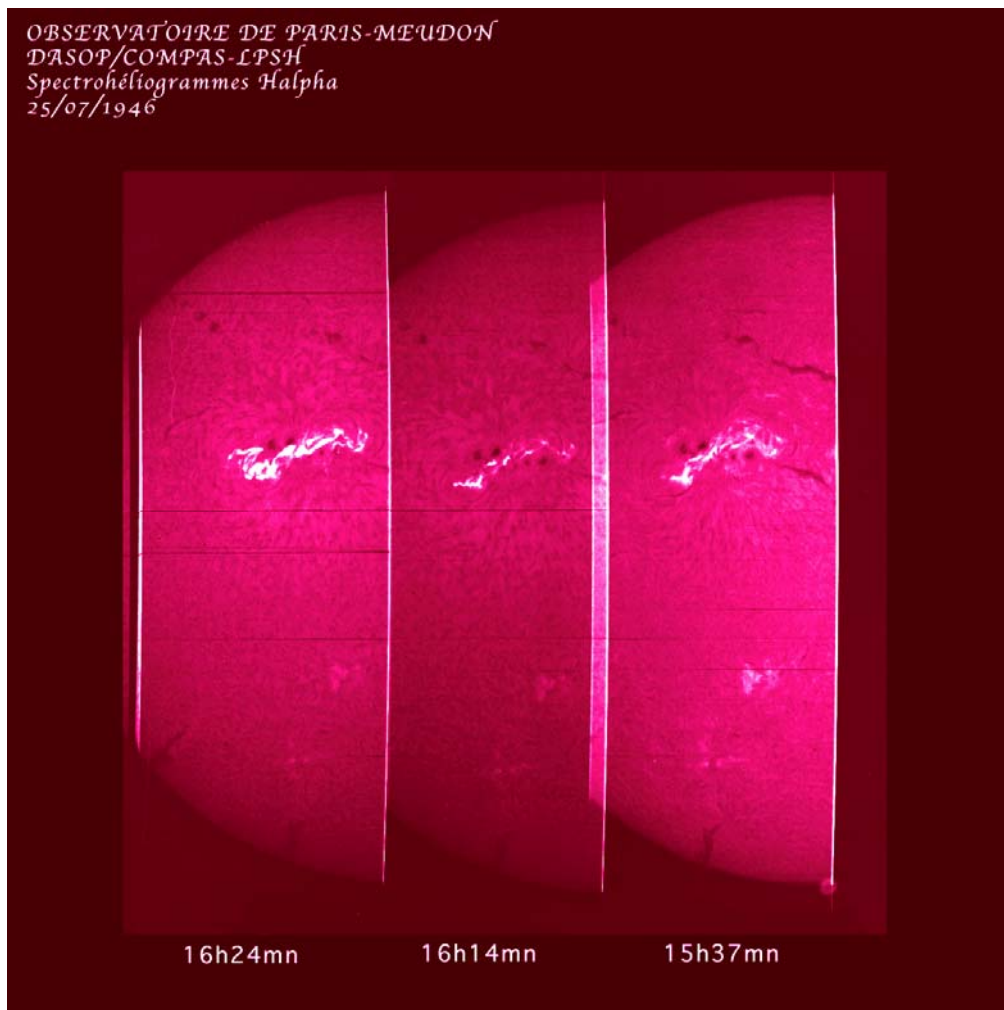


Figure A.3.3 – Spectrohéliogrammes H α pris le 25 juillet 1946 à l'Observatoire de Meudon – France (Paris) pour illustrer l'aspect des flares (appelés autrefois éruptions chromosphériques) Remarquer au début à 15h37, l'apparition d'une deuxième région brillante dans l'hémisphère sud.

L'occurrence de petits "flares" (class 1) est très fréquente, arrivant même à une centaine par mois durant de maximum du cycle d'activité, alors que les gros "flares" qui généralement produisent des perturbations dans l'environnement terrestre, ont lieu seulement quelques fois par an. Les effets produits vont de l'augmentation des rayons X et UV jusqu'à un facteur 1.000 comparé à la radiation produite par le Soleil calme, à l'accélération des protons. Les "flares" sont généralement associés aux CME observés presque continuellement par l'expérience coronographique à bord du satellite SoHO (**S**olar and **H**eliospheric **O**bservatory) en période de maximum d'activité (figure A.3.4). Les S.E.P. (Solar Energetic Particles) sont observées en liaison avec ces gros flares et leur origine est encore mal comprise. Elles semblent liées aux phénomènes non thermiques d'accélération observés en Radio.

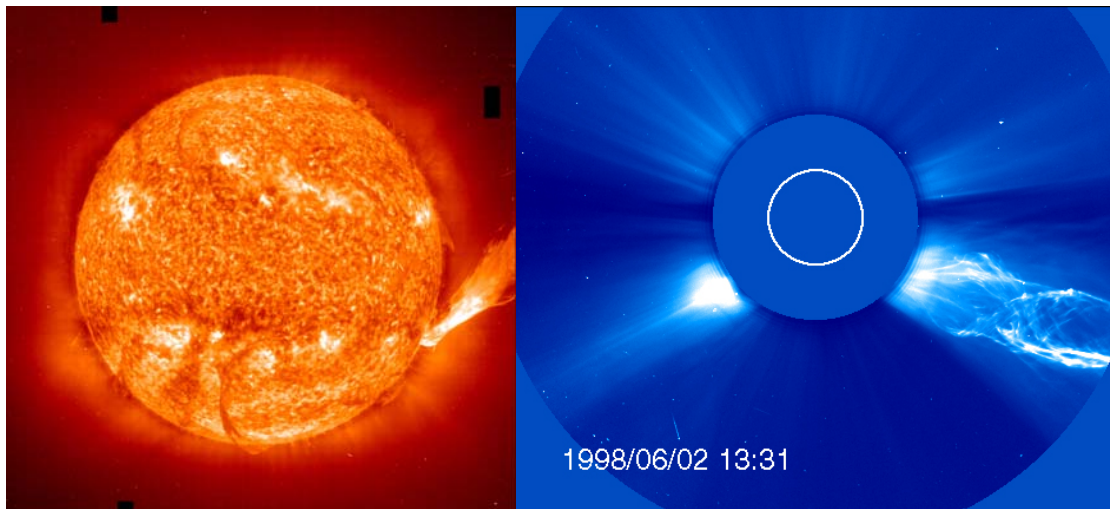


Figure A.3.4 – Le Soleil vu avec SoHO, en entier (à gauche) dans la bande passante à 304 Å (émission de *He II*). On aperçoit de nombreuses protubérances au bord du limbe, dont une particulièrement grande à droite de l'image en bas en phase d'éruption. À droite en bleu, un autre jour, une C.M.E. vue par l'expérience coronographique C2/LASCO de SoHO.

A.4 Les variations climatiques et la météorologie de l'espace ;

Comprendre l'impact de l'activité solaire sur notre environnement, sur les êtres vivants, sur les dispositifs technologiques, et en prédire les effets est l'un des objectifs primordiaux des sciences liées aux sciences spatiales, avec la création de la Météorologie de l'Espace (Space Weather en anglais), une science appliquée orientée vers les besoins sociétaux, représentant une application directe de l'étude des relations Soleil-Terre (voir par ex. le livre de Lilienstein, J. et Blelly, 1999).

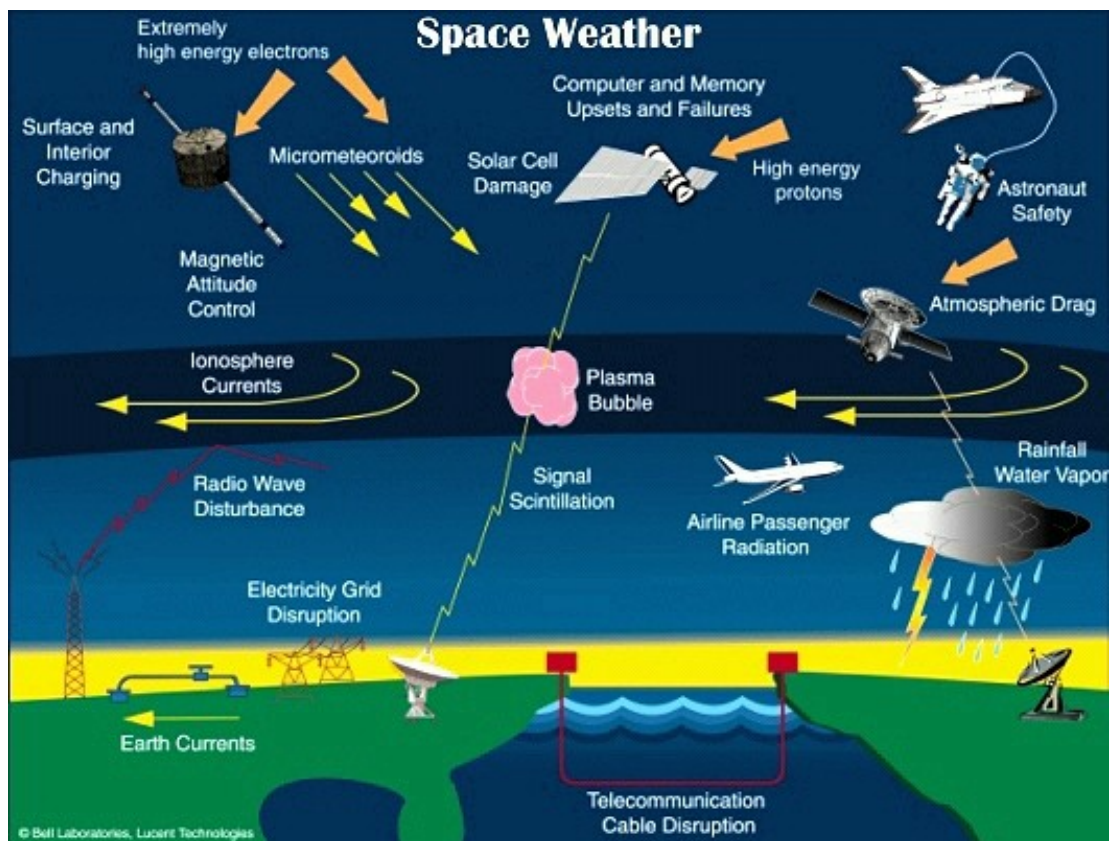


Figure A.4.1 – La météorologie de l'Espace étudie les effets néfastes de l'activité solaire, dont la dégradation ou la destruction des équipements électroniques à bord de satellites, la perte d'altitude de l'orbite des satellites, l'interruption des transmissions radio et télévision, la perturbation des signaux GPS (navigation), les pannes informatiques à bord d'avions de ligne, l'irradiation du personnel navigant ou des astronautes, les pannes des réseaux d'électricité et la perturbation de la prospection pétrolière à cause des variations du champ magnétique (*Space Weather Hazards*, courtesy Lou Lanzerotti, Bell Laboratories).

Le Soleil émet continuellement un flux de plasma sous forme de vent solaire et libère périodiquement des milliards de tonnes de matières appelés des Éjections de Masse Coronale (CME - Coronal Mass Ejection en anglais), des nuages immenses de matière qui une fois dirigés vers la Terre (voir figure A.4.2), provoquent de grands orages magnétiques dans la magnétosphère et dans la haute atmosphère, produisant une puissance gigantesque de plusieurs millions de Mégawatts. Il est donc important de mieux comprendre les caprices de l'activité solaire et même, pourquoi pas, découvrir quelle est l'origine de cette activité complexe. L'étude de la chromosphère est une facette importante de ce problème.

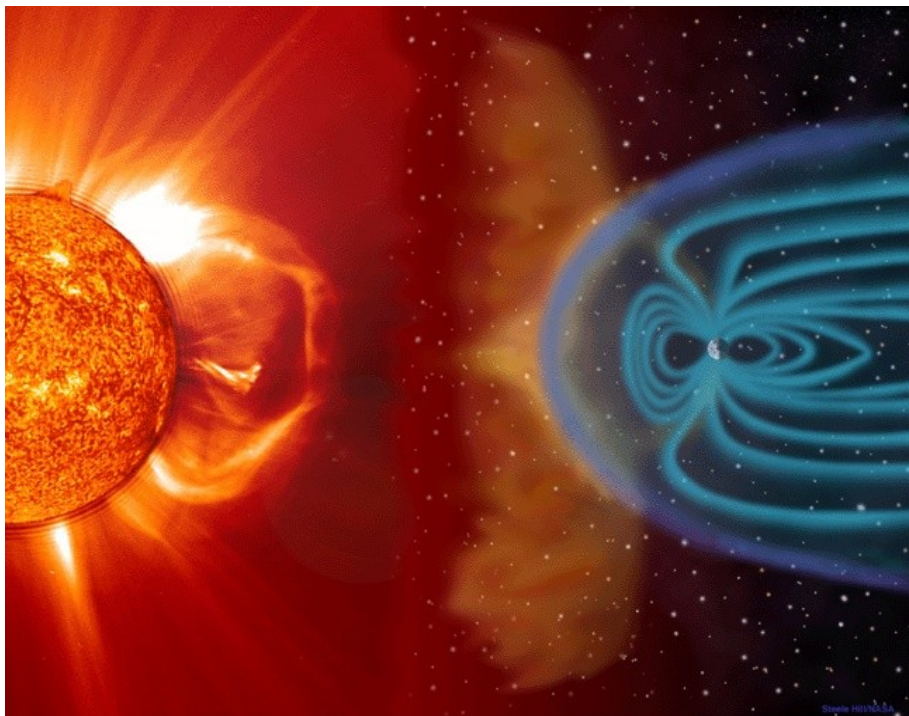


Figure A.4.2 – L'effet de l'activité solaire illustré hors échelle par une CME et la Terre protégée par la magnétosphère (Nasa/ESA/SoHO).

B - Définition des différentes couches denses de l'atmosphère solaire (Modèle hydrostatique standard moyen) et extensions chromosphériques.

La chromosphère est une enveloppe gazeuse assez irrégulière, au bord hérissé (spicules) avec une épaisseur totale effective d'environ 7.000 km (1% du rayon solaire), qui se trouve juste au dessus de la photosphère, entre celle-ci et la couronne environnante. Une région connue comme région de transition la sépare de la couronne. La chromosphère a une température et une densité intermédiaire entre celle de la photosphère et celle de la couronne, avec une température d'environ 10.000 K et de la matière 10.000 fois moins dense environ que celle de la photosphère et environ 10.000 fois plus dense que celle de la couronne (voir table B.1).

h	τ_5	T	v_t	n_H	n_p	n_e	ρ
1.000.000	0	1E6	20	1E6	1E6	1E6	2,4E-17
100.000	0	1,5E6	25	1E8	1E8	1E8	2,4E-16
10.000	0	1E6	30	3E8	3E8	3E8	8E-16
2.218	0	100.000	11,7	5,6E9	5,6E9	6,7E9	1,3E-14
2.200	1,21E-8	17.900	9,1	3E10	2,5E10	3E10	7E-14
2.000	5,41E-7	8.400	7,2	1,2E11	4E10	4,3E10	2,8E-13
1.200	5,19E-6	6.230	3,5	1E13	8,9E10	9,1E10	2,35E-11
450	8,51E-4	4.460	0,65	4, 2E15	3,6E10	4,7E11	6,8E-9
150	0,0992	5.150	1	5,1E16	3,6E11	6,2E12	1,3E-7
50	0,431	5.790	1,4	9,6E16	7,6E12	2E13	2,2E-7
0	1	6.520	1,6	1,2E17	6E13	7,7E13	2,8E-7
-50	4,31	7.900	1,75	1,3E17	6,7E14	7E14	3,0E-7
-100	23,6	9.400	1,83	1,4E17	3,8E15	3,9E15	3,2E-7

Table B.1 – Brèves caractéristiques d'un modèle de l'atmosphère solaire calme, avec h : altitude en km ; τ_5 : épaisseur optique à 500 nm de longueur d'onde (par définition $I/I_0 = e^{-\tau}$, avec I , intensité émergente, I_0 , intensité tombante en provenance des couches profondes) ; T : température moyenne en kelvins ; v_t : vitesse de micro-turbulence en $\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$; n_H : densité totale moyenne (nombre d'atomes d'hydrogène par cm^3) des atomes neutres et des atomes ionisés ; n_p : densité de protons (nombre de protons par cm^3) ; n_e : densité d'électrons (nombre d'électrons par cm^3) ; ρ : densité massique en $\text{g}\cdot\text{cm}^{-3}$. Noter que jusqu'à 2218 km, le modèle VAL indiqué ici est à l'équilibre hydrostatique. (d'après P. Guillermier et S. Koutchmy, 1998).

L'un des modèles classiques de l'atmosphère solaire, le HSRA (Harvard Smithsonian Reference Atmosphere) a été développé par Gingerich et al. (1971). Il représente la basse chromosphère en utilisant notamment des observations en ultraviolet extrême. C'est un modèle qui va de 0 à 1900 kilomètres d'après des observations entre 0.4 et 10 μm . Plus tard un autre modèle a été élaboré par Vernazza et al. (1976) et aussi Fontenla et al. (1990, 1991 et 1993), utilisant des mesures spectrales optiques et des mesures dans l'ultraviolet, ainsi que des observations dans le continu et l'IR.

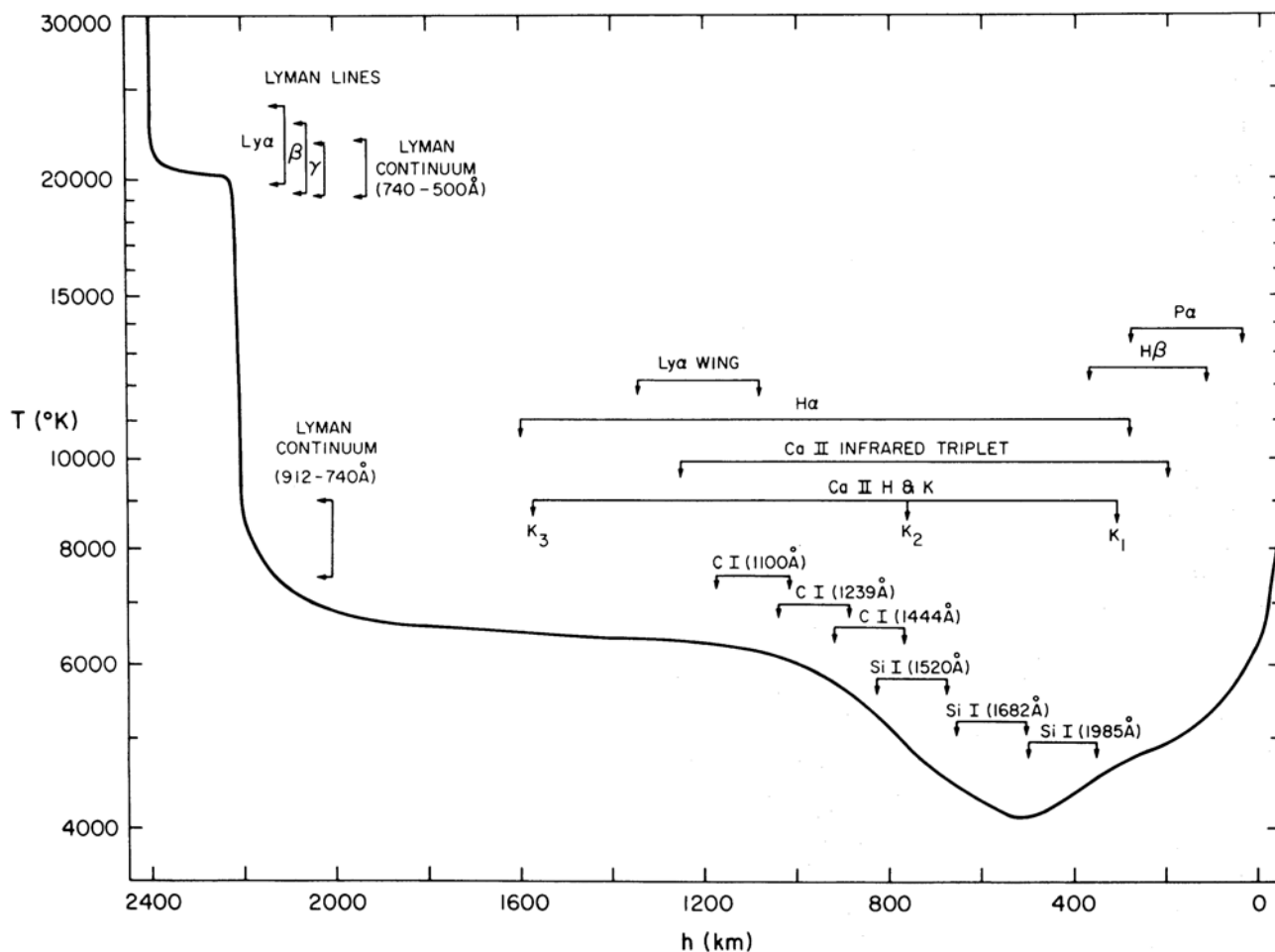


Figure B.1 – Modèle "VAL" (Vernazza, Avrett and Loeser, 1976) - Distribution de la température en fonction de la hauteur dans la photosphère (à droite), dans la chromosphère (après le minimum de température) et dans la Région de Transition (Chromosphère - Couronne). Sont aussi indiquées les régions de formations des différentes raies importantes et du continu, en faisant l'hypothèse de l'équilibre hydrostatique.

Le modèle hydrostatique à une dimension (1D) le plus populaire et le plus élaboré est le "VAL" (Vernazza, Avrett & Loeser, 1976), basé lui aussi sur les mesures du continu pour représenter la photosphère, puis pour représenter les raies chromosphériques les plus intenses, puis celle des raies UV et EUV dans la région de transition vers la couronne.

Ce modèle est basé sur une distribution moyenne de la température pour la photosphère, la chromosphère et la région de transition de manière à faire une prédiction de l'intensité du spectre continu en accord avec les intensités des régions calmes proches du centre du disque solaire, à des longueurs d'ondes allant de 505 Å dans l'extrême ultraviolet à 1.5 cm en radio, en passant par l'infrarouge. Le modèle considère des incertitudes sur les observations menant à des erreurs sur la température, de l'ordre de $\pm 100^\circ K$ au voisinage de la température minimale et

$\pm 200^\circ K$ dans la haute chromosphère. Le plateau de température à $20.000^\circ K$ a une incertitude jusqu'à $\pm 2.000^\circ K$. Le point important qu'il faut bien remarquer avec ces modèles canoniques, c'est qu'ils supposent un équilibre hydrostatique en couches parfaitement stratifiées (1D). Ce sont des modèles à une dimension, cette dimension étant la direction radiale. Plus récemment, des modèles dits "dynamiques" sont apparus (Carlsson, Stein, 1995) mais nous n'en parlerons pas car ils sont spécifiquement destinés à décrire le comportement de la raie K du $Ca II$ en fonction du temps dans les couches les plus denses, donc bas, de la chromosphère. Une description de modèles empiriques (échelle de hauteur arbitraire) introduits pour expliquer les variations au bord en millimétrique – décimétrique a été proposée par Zirin (Zirin et al., 1988) et d'autres modèles "étendus" ont aussi été proposés pour expliquer l'absorption du rayonnement coronal en visée "rasante" au dessus de la chromosphère (Daw, DeLuca, Golub, 1995).

B.1 - La chromosphère des éclipses : images après les contacts (spectre flash)

Une grande partie des études sur la structure verticale de la chromosphère a été effectuée pendant des éclipses totales du Soleil, en prenant des spectres successifs de la chromosphère au moment où la Lune se déplace devant le disque solaire. Étant considérée comme l'enveloppe extérieure du Soleil, la chromosphère est vue pendant les éclipses totales du Soleil, comme une frange rose³ quelques secondes avant que la Lune n'occulte complètement le disque solaire et juste après la totalité. Elle est environ mille fois plus faible que la photosphère mais aussi mille fois plus lumineuse que la couronne⁴. La chromosphère a une épaisseur effective d'environ 2.000 km, mais elle s'étend en réalité sur plus de 5.000 km, ce qui représente moins de 0.5% des 1.400.000 km du diamètre du Soleil.

Au début de la phase de totalité d'une éclipse, avant que la lumière disparaisse complètement, la chromosphère peut être observée même à l'oeil nu. Les raies du spectre photosphérique d'absorption de Fraunhofer sont noires parce que le gaz froid absorbe la lumière qui essaye de sortir (et réémet cette énergie dans toutes les directions). Ainsi quand on regarde verticalement, comme l'on fait pour regarder la photosphère, on voit des raies sombres. Mais quand on regarde suffisamment de côté, au delà du disque comme on fait par exemple pour regarder la chromosphère au bord du soleil, on voit les raies brillantes émises par le gaz chromosphérique en émission, telles les raies de l'hydrogène de la série de Balmer dont la plus brillante est $H\alpha$ dans le rouge qui donne la couleur prédominante de la chromosphère. D'autres raies de Balmer dans des longueurs d'ondes vers le bleu, le violet, des raies

³ Le nom "Chromosphère" a été ainsi défini au 19^{ème} siècle ("chromos" signifiant la couleur en grec et hélios, Soleil) à l'occasion de l'observation des éclipses totales du Soleil juste avant que la Lune n'occulte complètement le disque et la chromosphère dense du Soleil et après la totalité (occultation de la photosphère très intense) lorsqu'on voit une "sphère colorée" rouge (éclipse presque annulaire) ou plus souvent un croissant autour de la Lune. En fait sa couleur rouge est due à la dominance de la première raie de la série de Balmer de l'hydrogène dans le spectre du Soleil, la raie $H\alpha$ (H-alpha), et aussi à la raie jaune – orange $D3$ de l' $He I$.

⁴ Halo blanc diffus autour du Soleil qui devient évident pendant la totalité des éclipses. La couronne est la partie extérieure de l'atmosphère du Soleil et elle se prolonge dans tout le système solaire ; proche du limbe sa température est d'environ 1 million de Kelvin.

de l'hélium (ex : D_3 de $He I$ dans l'orange) et les raies très importantes du calcium ionisé une fois $Ca II H$ et K sont des raies d'émission intenses.

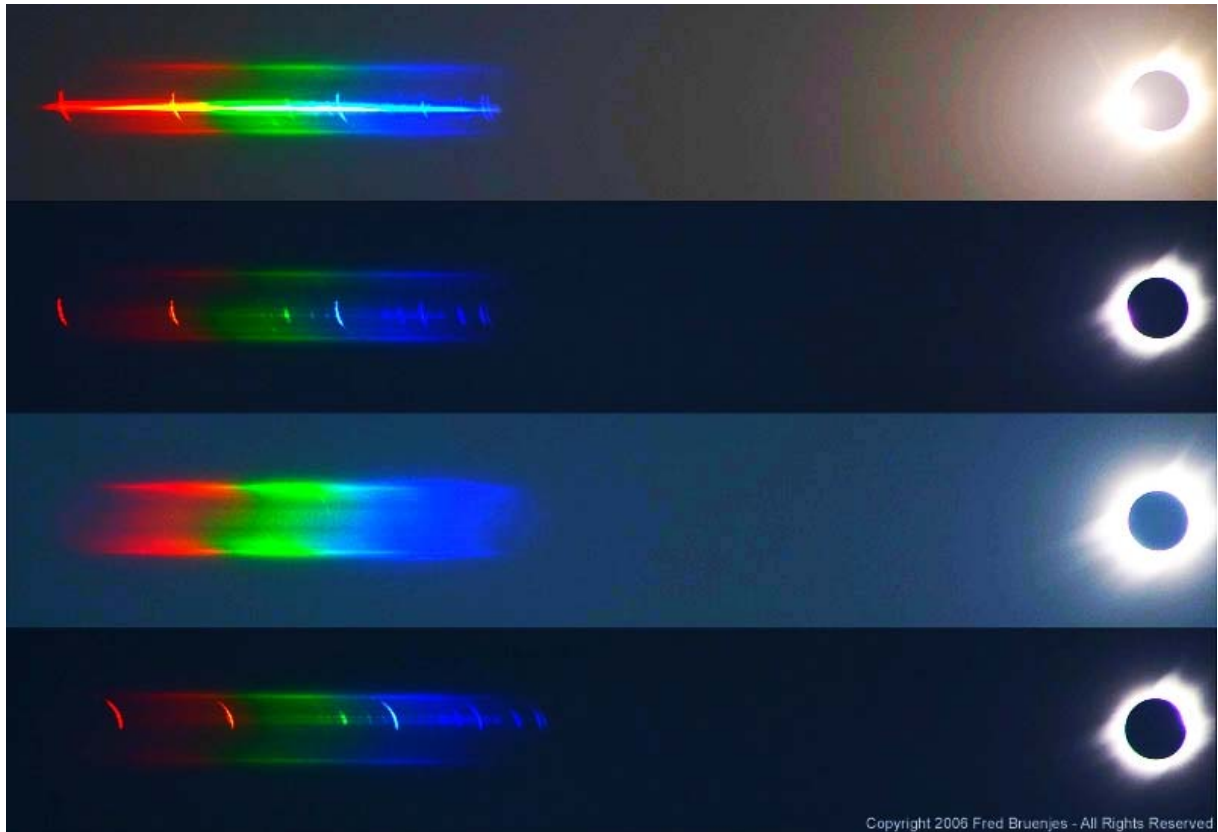


Figure B.1.1 – Spectre flash obtenu à l'occasion de l'éclipse totale du Soleil du 29 mars 2006. A droite l'image fournie par le réseau dans l'ordre zéro, à gauche le spectre dans l'ordre 1, à différentes phases de l'éclipse. (Observations : Fred Bruenjes)

Avant la totalité, quand le bord de la Lune couvre la chromosphère, on voit apparaître le spectre flash dans un laps de temps très court. Le spectre flash (figure B.1.1) montre le renversement des raies, où les raies qui étaient en absorption passent en émission et on revoit toutes les raies fortes (pas celles, faibles, qui sont formées dans les couches profondes), on voit les raies qui sont formées plus superficiellement, par ex. les raies de Balmer, He , Fe^+ (fer ionisé), les raies de résonance ($Mg I b$, $Na I D_1$ et D_2), etc., (figure B1.2), celles qui sont formées au delà du bord photosphérique (situé à $h=330$ km environ).

L'existence de la couronne est marquée par le fait qu'entre celle-ci et la photosphère la température s'élève de $4.500^{\circ}C$ à $1.000.000^{\circ}C$ en moins de 5000 kilomètres en moyenne sur les structures, avec un gradient de température élevé qui caractérise la région de transition (modèle à 1D).

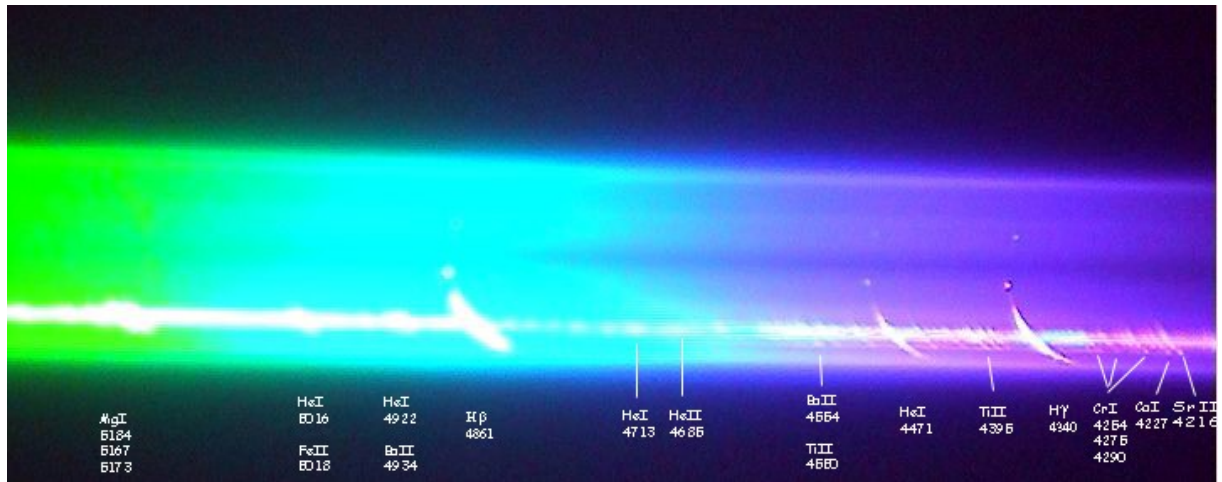


Figure B.1.2 – Spectre flash identifiant les raies fortes de la chromosphère solaire en émission tels que les raies de Balmer ($H\beta$ et $H\gamma$), les raies de l'hélium (He I, He II) les raies de magnésium (Mg I), etc. (Mission de l'IAP – CNRS et des O.A., d'après *M.F. Ballestat*)

L'observation montre que la chromosphère est beaucoup plus étendue que ce qui est décrit par des modèles hydrostatiques comme le VAL (voir I.1.2), car en réalité le milieu est très inhomogène et hautement dynamique (spicules).

Des mesures (raies UV, EUV et X) indiquent que pour un modèle *1D* moyen la température au-dessus de la surface augmenterait au moins de $20.000K$ pour chaque 100 kilomètres (on définit une zone de transition ou "Transition Region" où le gradient de température est encore beaucoup plus élevé, puisque cette zone n'aurait que 100 km d'épaisseur en tout), soit 1° pour chaque décimètre. La chromosphère est la région dans laquelle il y a une intense activité solaire à petite échelle de nature magnétodynamique dont l'origine est toujours un mystère et provoque encore des polémiques parmi la communauté astrophysique, comme en ce qui concerne l'existence d'une canopée magnétique (altitude ?), d'une « carpette » ou tapis magnétique (voir D.2), de points brillants, de spicules et de fibrils, etc.

B.2 - L'enveloppe d'Hydrogène ; le comportement des raies *H* et *K* de *CaII* ; les extensions chromosphériques (rayonnement Radio millimétrique ; absorption au bord du rayonnement coronal) et les modèles empiriques.

La chromosphère est une enveloppe, c'est-à-dire une couche très évasive, qui dépasse en fait 5000 kilomètres en hauteur et couvre presque toute la photosphère (la chromosphère semble déchirée au dessus de l'ombre des tâches solaires). À partir d'environ 1500 kilomètres, la chromosphère est formée de jets changeants

appelés *spicules* (figure B.2.1) par Roberts W., qui les observa à Climax en 1945⁵ à l'aide du 1^{ère} coronographe de Lyot construit aux USA. D'autres observateurs les avaient déjà remarqués et identifiés en tant que épis ou "fils" hérissés dans toutes les directions.

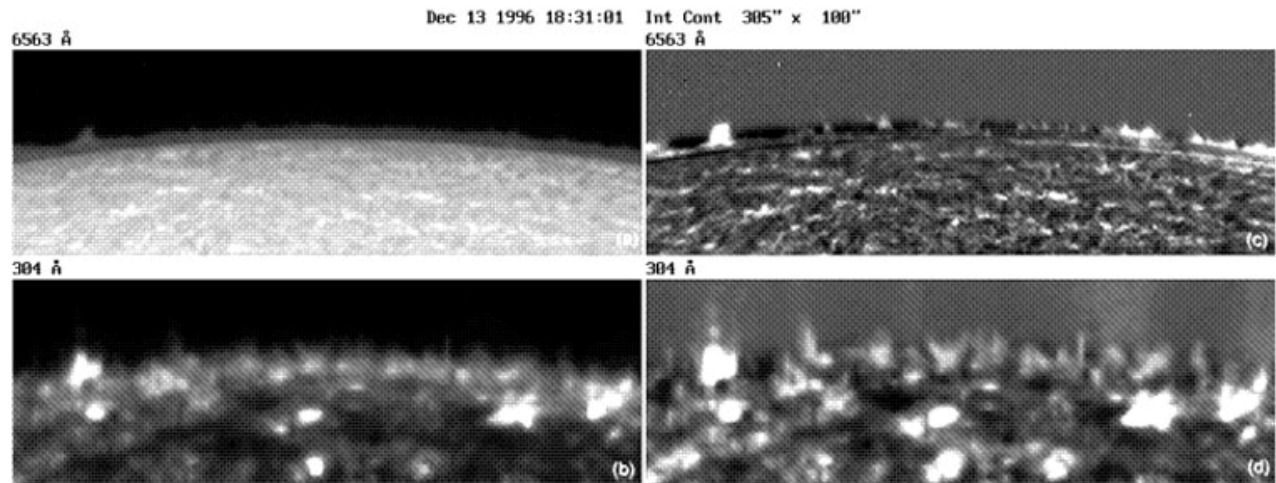


Figure B.2.1 – Filtergrammes $H\alpha$ et $He II 304\text{\AA}$ pris en simultané le 13 décembre 1996 avant (a, b) et après (c, d) des corrections de l'assombrissement du bord, d'après Georgakilas et al. *A&A*, 1999, 341, 610.

On observe mieux la chromosphère solaire en $H\alpha$ mais elle peut être observée aussi dans d'autres raies telles que celles du calcium ionisé $Ca II H$ et K ; les images obtenues sur le disque sont quelque peu différentes de celles obtenues en $H\alpha$, surtout sur la raie K où on voit des régions polygonales en réseau qu'on appelle aussi des supergranules⁶. Ces images une fois superposées aux images du champ magnétique de la photosphère montrent que les bords des supergranules forment ce qu'on appelle le "réseau chromosphérique", qui joue un rôle très important dans la structure entière de la chromosphère et de la couronne et on pense même que toute l'énergie qui chauffe la couronne calme pourrait venir de ces régions. Il est important de remarquer que le réseau chromosphérique, connu depuis plus d'un siècle, est présent à tout moment du cycle d'activité et ceci sur toute la surface du Soleil. Ce réseau représente le magnétisme de base du Soleil.

⁵ En fait Bernard Lyot avait déjà décrit cette couche photographi e avec son filtre bi-refr gent $H\alpha$ et les spicules avaient été décrits par A. Secchi d s 1870, grâce à un système imageur spectroscopique, ainsi que par de nombreux observateurs aux éclipses.

⁶ Les supergranules ont environ 30.000 km de diamètre et une durée de vie de 1 jour ou plus. Le flux du champ magnétique à ses limites y est sensiblement plus fort et plus concentré que le champ magnétique moyen au milieu des supergranules, mais il est beaucoup moins fort que le flux de champ magnétique des tâches solaires. Chaque cellule de supergranulation peut contenir des centaines de granules (durée de vie environ 10 minutes) de dimension environ 1.000 km. Les limites des supergranules forment le réseau chromosphérique qui est brillant dans les raies chromosphériques. On observe enfin des cellules de taille intermédiaire appelées meso-granules (durée de vie : quelques heures)

La structure du "réseau chromosphérique" est visualisée à l'aide de spectrohéliogrammes (S.H.) $H\alpha$ (figure B.2.2) ou dans la raie K du $Ca II$ pris au centre de la raie ; les S.H. montrent les flocculi brillants et la forêt de spicules au limbe solaire (figure B.2.1). En regardant le Soleil dans la raie K du $Ca II$ on s'aperçoit que l'aspect change en fonction de la position dans la raie. Plus l'opacité dans la raie est grande, plus on "voit" la chromosphère "haut", en moyenne évidemment. À mesure qu'on s'éloigne du centre de la raie, la structure fine de la chromosphère apparaît et on ne voit en absorption que des spicules ou fibrils en projection sur la surface du Soleil, à cause des effets Doppler, car les spicules sont le siège de grandes vitesses. Néanmoins, les structures vues sur le disque restent très difficiles à appréhender à cause des complications dues au transfert du rayonnement, car il n'est pas exclu que les spicules soient entourés d'une atmosphère plus chaude. Les structures apparaissent ou sombres ("dark mottle") ou brillantes ("bright mottles") (Heinzel, Schmieder 1994). Nous ne considérons pas ce problème épineux qui concerne la très basse chromosphère. À signaler de plus les travaux de Carlsson et Stein (Carlsson et Stein, 1995) sur les aspects dynamiques de ces couches, ainsi que ceux de Bart De Pontier (B. Pontier et al., 2004) sur les fibrils

Dans la raie K du $Ca II$, le "réseau chromosphérique" est remarquable⁷ (figure B.2.3). L'opacité de la basse chromosphère dans la raie $Ca II K_3$ semble encore plus grande qu'en $H\alpha$, de façon qu'on voit le rayonnement à des niveaux légèrement plus élevés, mais chaque détail qu'on voit en $H\alpha$ est vu aussi en K (l'absorption apparente de chaque côté ou minimum relatif est en général appelée K_1 ; les pics centraux en émission apparente s'appellent K_2 , violette ou rouge ; et le noyau central en "réabsorption" est K_3 ⁸), seul le contraste est différent.

⁷ Comme l'opacité des structures chromosphériques est plus grande dans la position K_3 , nous "regardons" à priori un niveau plus élevé en moyenne si les phénomènes dynamiques sont négligés (effet Doppler). La structure du réseau chromosphérique y montre un anneau quasi-continu en émission autour de chaque cellule. Les plages faculaires y sont tout à fait brillantes et entourent pratiquement toutes les tâches solaires. Les filaments sombres y sont moins évidents. Bien que le contraste soit différent, pratiquement chaque élément présent sur un spectrohéliogramme K_3 a une espèce de correspondance sur le spectrohéliogramme $H\alpha$ près du centre de la raie.

⁸ L'intensité minimale dans les ailes rouges et violettes de la raie K sont indiqués par K_{1r} et K_{1v} , les pics relatifs d'émission qui n'ont pas la même hauteur relative par K_{2r} et K_{2v} , et le minimum au centre de "réabsorption" par K_3 .

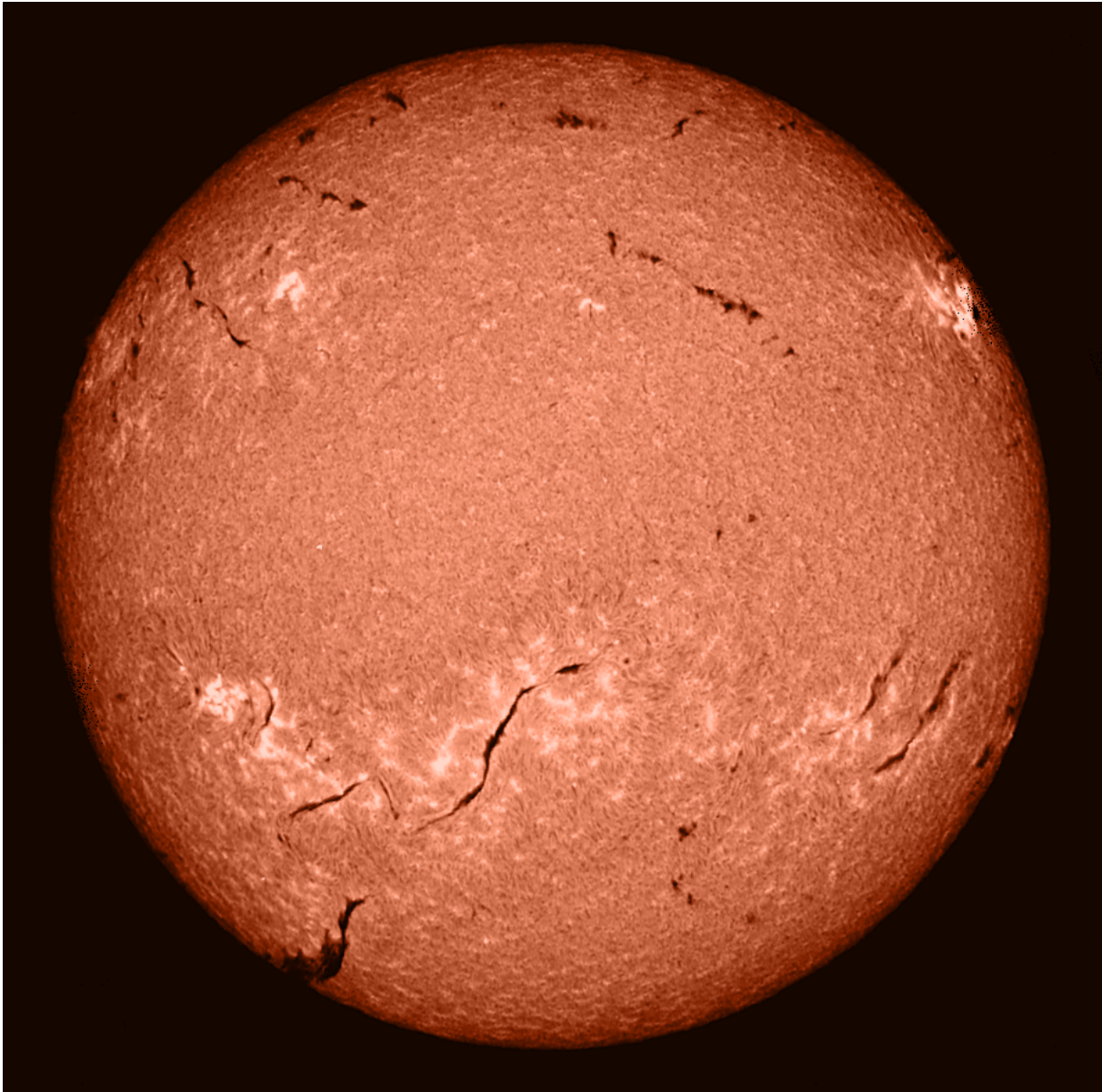


Figure B.2.2 – Spectrohéliogramme $H\alpha$ fait à l’Observatoire de Paris – Meudon, France, au centre de la raie $H\alpha$. Cliché pris le 09 mai 1998.

Les pics relatifs K_{2v} et K_{2r} sont en moyenne asymétriques, le pic K_{2v} étant plus important ; ceci indique une atmosphère dans un état dynamique et la "ré-absorption" centrale en K_3 ne serait en partie qu’un effet apparent de moyenne dû aux décalages Doppler de K_2 des structures, comme semble le montrer des spectres obtenus à très grande résolution spatiale le long de la fente. Les modèles ne cherchent à représenter, avec d’ailleurs succès, que les valeurs moyennes et ignorent les détails.

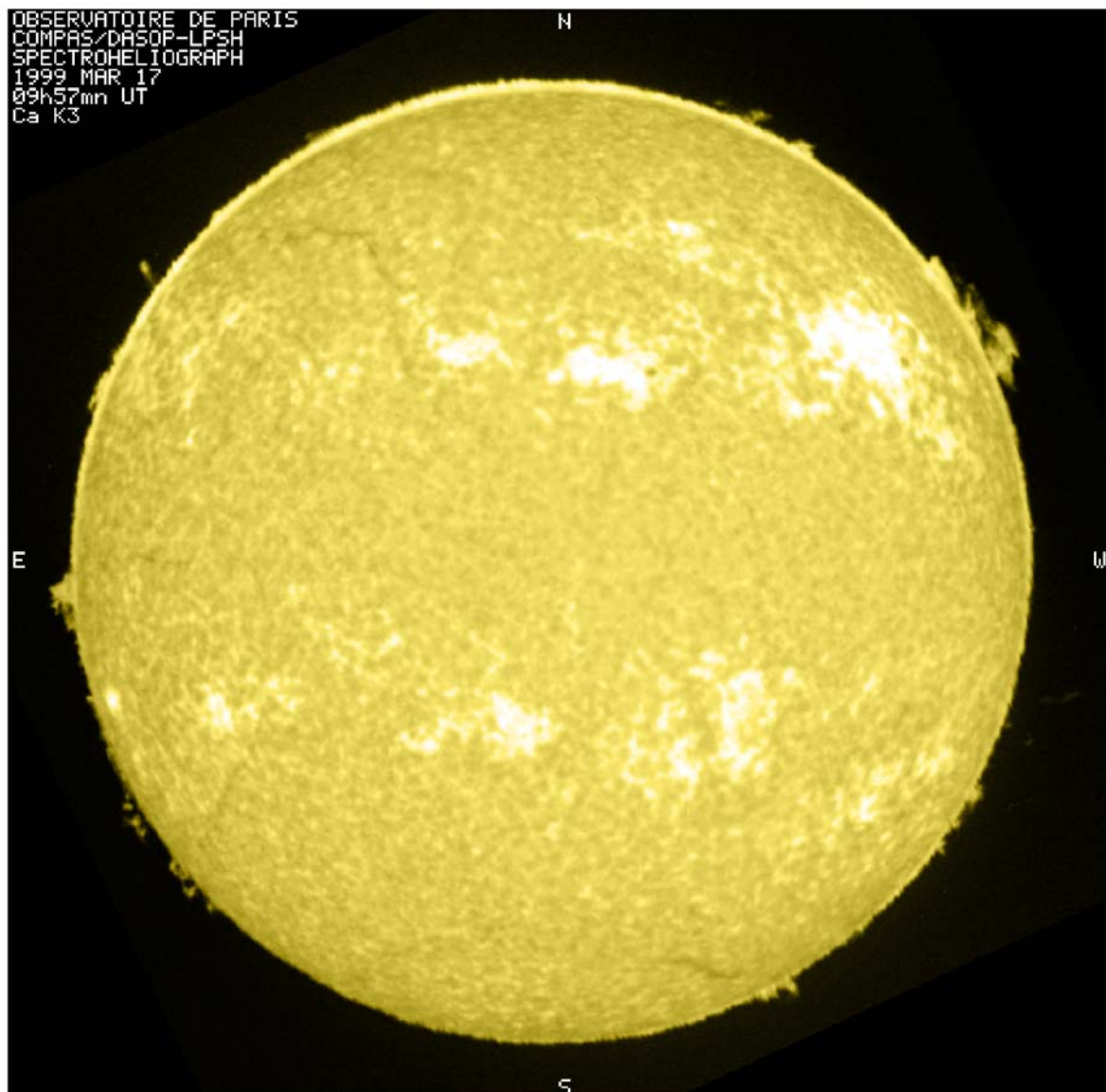


Figure B.2.3 – Spectrohéliogramme $Ca K_3$ fait à l’Observatoire de Paris – Meudon, France le 17 mars 1999. Un masque est disposé sur le disque pour montrer simultanément le disque et la chromosphère au bord et les protubérances, moins brillantes que le disque solaire.

En moyenne, la température croît avec l’altitude dans la chromosphère ; l’hydrogène devient de plus en plus ionisé, la densité des neutres $H I$ diminue et donc l’émission dans la raie $H\alpha$.

Assez remarquablement, les modèles canoniques (HSRA, VAL) ne décrivent plus les observations radio au delà de 1 cm ($\lambda > 1$ cm) qui montrent une chromosphère beaucoup plus étendue. Pour cette raison Zirin et ses collaborateurs (Zirin et al. 1991) ont mesuré la température au centre du disque solaire pour 20 fréquences de

1.4 à 18 GHz⁹. À partir de ces mesures ils ont proposé un modèle chromosphérique empirique. Ce modèle suppose un gradient de température constant de 3K/km et une échelle de hauteur de 700 km et plus. Le modèle n'est plus hydrostatique.

En 1993 Ewell et al. ont développé le "Caltech Irreference Chromospheric Model" – CICM (figure B.2.4), qui utilise un seul paramètre, l'échelle de hauteur de la densité des électrons, de façon à représenter les couches situées au delà de la hauteur du limbe mesurée en submillimétrique, et ils situent la région de transition vers la couronne à environ 5000 km.

Ce modèle empirique n'est plus hydrostatique (l'échelle de hauteur est presque 10 fois celle des modèles hydrostatiques à la température de la chromosphère d'environ 8000 K), mais il représente assez bien les mesures radio et est beaucoup plus réaliste pour représenter les extensions observées en $H\alpha$, etc. Néanmoins, il est homogène horizontalement (1D), ce qui est éloigné de la réalité. Enfin, le modèle ne distingue pas régions polaires et régions équatoriales et nous allons voir que ceci est éloigné de la réalité également, au moins en période de minimum d'activité.

⁹ Rapport de longueur d'ondes : $\lambda=c/f$; $\lambda_{1GHz}=(3\times 10^{10})/10^9 \rightarrow 1GHz = 30\text{ cm}, 10\text{ GHz}=3\text{ m}.$

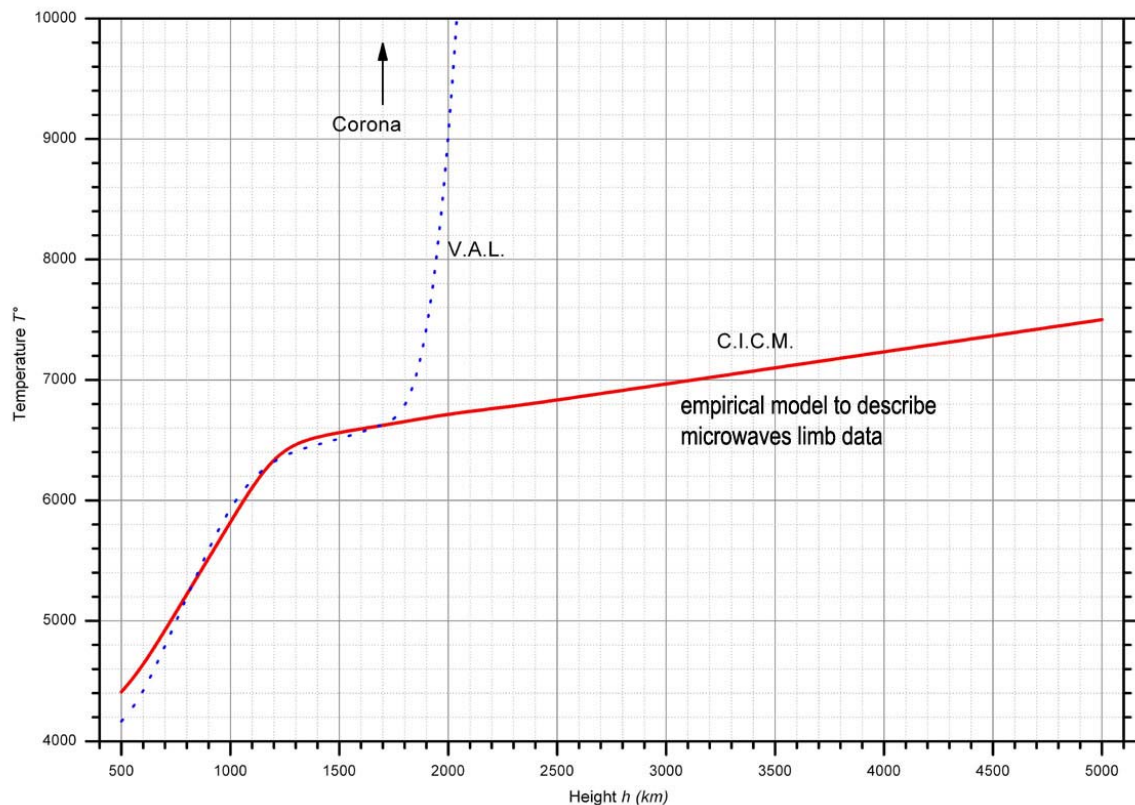


Figure B.2.4 – Modèle CICM (Caltech Irreference Chromospheric Model) en trait développé par Ewell et al., 1993, comparé au modèle classique hydrostatique V.A.L. en pointillés. Les hauteurs sont données en kilomètres au dessus de la photosphère et l'ordonnée en échelle linéaire.

B.3 - L'enveloppe d'Hélium, autrefois et aujourd'hui.

Pendant l'éclipse totale du Soleil de 1868, le français J. C. Janssen observait le "spectre flash" à l'œil nu, au spectroscopie, et il a remarqué plusieurs raies d'émission très brillantes, dont une d'entre elles était jaune, ce qui lui a fait penser qu'il s'agissait d'une raie du sodium¹⁰.

Janssen s'est rendu compte que cette raie et quelques autres qu'il voyait dans le "spectre flash" de son spectroscopie étaient tellement brillantes que peut-être il pourrait les voir en dehors de l'éclipse. Il a ainsi essayé de le faire le jour suivant et a vraiment réussi à les voir briller en dehors du limbe solaire. Presque simultanément, l'anglais Norman Lockyer avec un spectroscopie a également essayé et réussi à observer en dehors des éclipses du Soleil, des raies spectrales chromosphériques hors du disque solaire.

¹⁰ Une des raies de Fraunhofer connues pour montrer une paire de raies assez proches sont D_1 et D_2 , en réalité des raies du sodium ; on peut reproduire ces raies facilement en jetant une pincée de sel dans une flamme.

En étudiant les "spectre flash" en dehors des éclipses, Janssen et Lockyer se sont rendus compte que la raie jaune qu'ils venaient de voir sur le spectre solaire était légèrement déplacée par rapport aux raies D_1 et D_2 et ils l'ont ainsi appelée D_3 . Malgré la désignation, ils étaient sûrs que cette nouvelle raie chromosphérique venait d'un élément inconnu complètement différent du sodium. C'est ainsi que Lockyer l'a nommé "hélium" du mot grec "hélîos" qui désigne le Soleil. Ce n'est qu'en 1895 que l'hélium a été extrait chimiquement à partir d'autres gaz et on sait maintenant que l'hélium est l'un des éléments constitutifs fondamentaux du Soleil (et de l'Univers), avec un noyau qui est le second noyau le moins massif après l'hydrogène. C'est une des découvertes la plus significative obtenue lors d'une éclipse solaire.

En fait la raie D_3 est à 587.6 nm, et les raies D_1 et D_2 sont à 589.6 et à 589.0 nm. Pour que l'hélium produise une raie, le gaz doit être à une température assez élevée, et la photosphère n'est pas assez chaude ; la raie D_3 de l'hélium se présente comme extrêmement faible et à peine perceptible en absorption sur un très bon spectre photosphérique du disque. Il est donc presque impossible de réaliser un spectrohéliogramme du disque solaire dans cette raie de l'hélium neutre D_3 . Mais il existe une autre raie de l'hélium neutre, plus profonde (environ 3 fois), à 1083 nm, dans l'infrarouge, qu'on peut observer à partir du sol avec des détecteurs électroniques sensibles au proche infrarouge et il est possible aujourd'hui d'obtenir des S.H. du Soleil dans cette raie (figure B.3.1)

Par contre, la raie D_3 peut-être observée en émission au delà des limites du disque : c'est l'enveloppe d'Hélium (Helium Shell). Cette enveloppe est assez inhomogène et affaiblie dans les trous coronaux, ce qui est exactement contraire au comportement de $H\alpha$ ou de H et K du $Ca II$. L'origine de l'excitation de l'hélium neutre $He I$ est encore mal établie : elle peut être due à *i*) à l'éclairement par les photons UV et EUV de la couronne (excitation radiative) ou *ii*) à l'excitation par des collisions venant d'électrons "chauds" en provenance de la couronne environnante (excitation par collision) qui suivent les lignes du champ magnétique toujours concentré dans le réseau. Ainsi les S.H. effectués dans la raie 1083 nm de l' $He I$ servent à définir les trous coronaux, car la couronne étant faible par définition dans les trous coronaux (régions de très faible émission), elle excite peu l'hélium sous-jacent de la chromosphère et l'enveloppe y est très fine ou même inexistante (figure B.3.1).

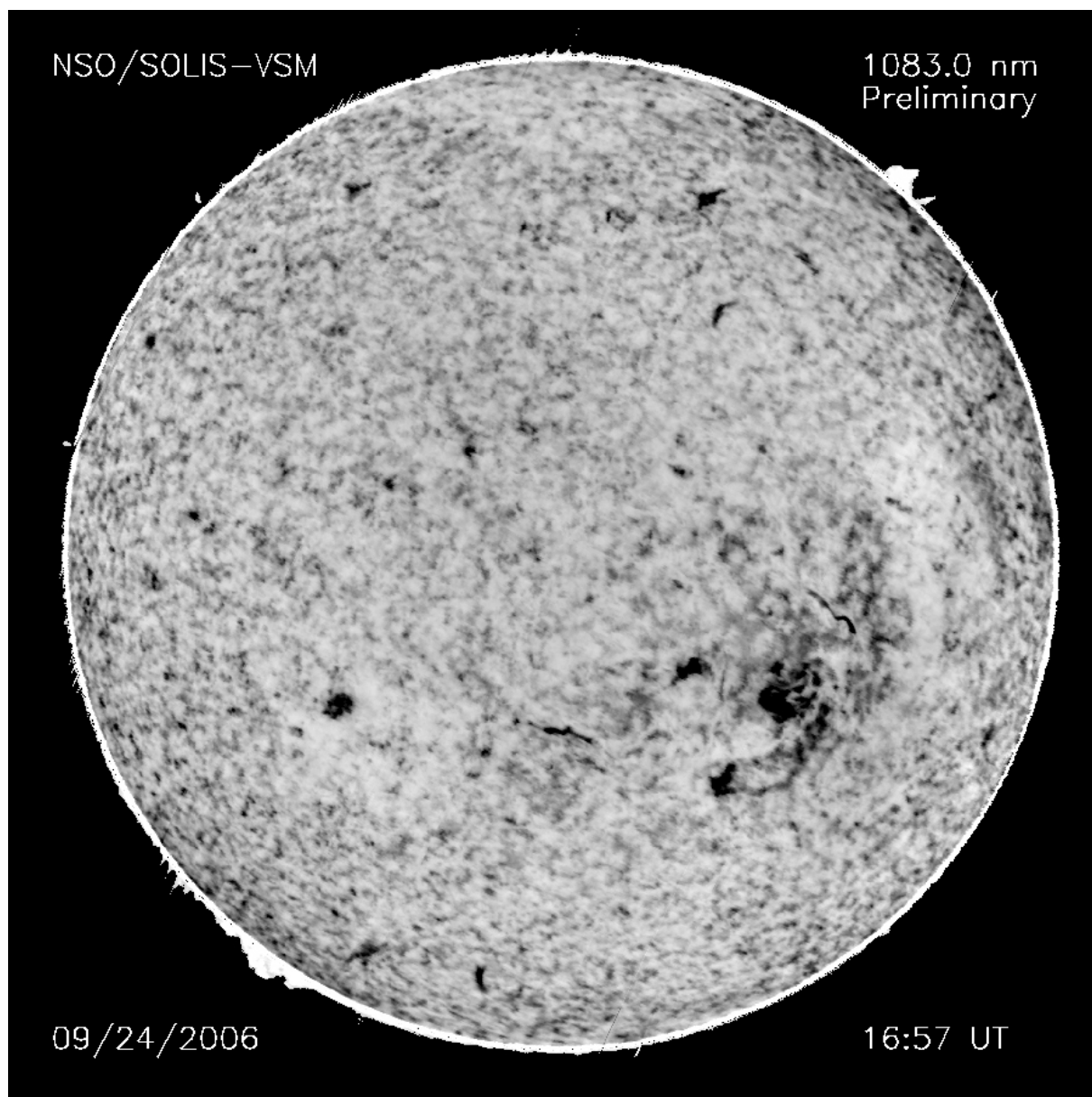


Figure B.3.1 – Image obtenue à l’Observatoire de NSO/ Sacramento Peak à l’aide d’un filtre interférentiel sur la raie 1083 nm de l’*He I*. Traitement destiné à montrer simultanément les structures du disque (filaments, facules, en sombre) et l’enveloppe ainsi que les protubérances (en émission).

C Quelques aspects particuliers, au bord solaire et au delà

C.1 – Description succincte de l'évolution du champ magnétique durant l'émergence du champ à la surface, vers la chromosphère et vers la couronne.

La Chromosphère est très influencée par l'activité magnétique, à commencer par l'émergence du champ magnétique à la surface du Soleil où ont lieu des reconnections, c'est-à-dire quand les lignes de force du champ magnétique qui sortent se reconnectent avec le champ magnétique à grande échelle qui est d'origine plus ancienne, puisqu'il a déjà atteint la couronne. Le champ magnétique remplit alors toute la couronne car le gaz a une pression beaucoup trop faible pour le maintenir confiné. La densité chute¹¹ dans des proportions énormes (voir modèle) ; heureusement il y a la température qui croît à 1.0 M Kelvin, mais ce n'est pas suffisant pour l'équilibre. La pression gazeuse dans la couronne est très inférieure à la pression dans la photosphère (voir modèle d'atmosphère solaire), où la pression gazeuse est toujours supérieure à celle du champ magnétique et le champ magnétique y est comprimé ou confiné; tel est le cas aussi pour les taches solaires où la photosphère environnante comprime le champ magnétique comme pour un tube de flux.

Les modèles moyens sont toujours hydrostatiques jusqu'à 2.000 km, mais en réalité au dessus de 2.000 km la chromosphère n'est évidemment plus hydrostatique (ça devient très dynamique) et les instabilités commencent même plus bas. L'atmosphère devient très inhomogène (à la même altitude co-habite atmosphère à la température coronale et structures froides).

Associés aux champs magnétiques on a une pression, c'est la pression qui est due au mouvement des particules autour des lignes de force courbées. Ce mouvement des particules chargées correspond à une pression et si tout d'un coup elles arrivent dans une région (la couronne) où il y a mille fois moins de pression, immédiatement le champ magnétique va s'évaser, c'est pour cela que dans la couronne le champ magnétique est partout et il prend des échelles plus grandes ; or dans le réseau photosphérique le champ magnétique est à petite échelle, il est concentré partout, et en "arrivant" dans la haute chromosphère il deviendra beaucoup plus horizontal (Gabriel, A., 1974) (figure C.1.1).

¹¹ La pression est grossièrement le produit de la densité du gaz et de sa température. Dans la photosphère la densité est $10^{-7} \text{ g.cm}^{-3}$, dans la couronne interne $10^{-15} \text{ g.cm}^{-3}$ (il y a un facteur 10^{-8}). La densité est 100 millions de fois plus faible, même si la température est 200 fois plus grande, la pression est encore approximativement 0.5 million de fois plus faible dans la couronne à 1 million de K que dans la photosphère à 5.000 K.

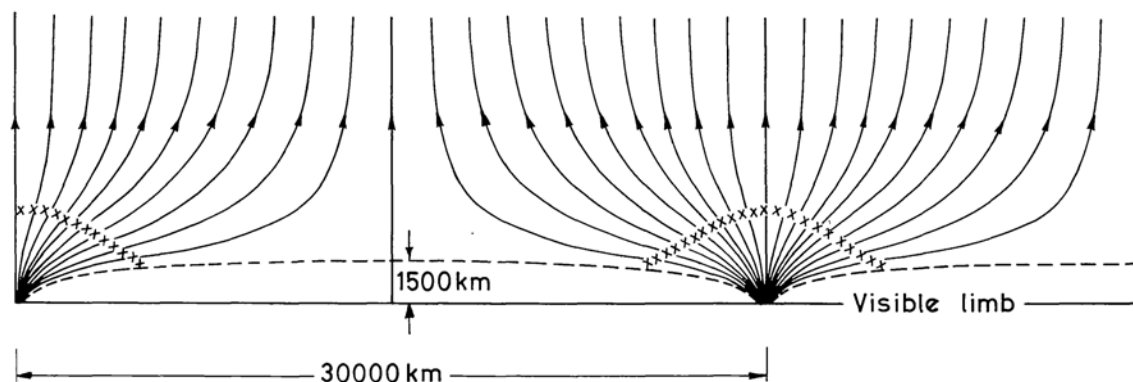


Figure C.1.1 – Un modèle de structure des supergranules montrant les régions de transition chromosphère – couronne primaire (en x) et secondaire (en trait brisé). D'après le modèle à 2D dû à Alain Gabriel, 1974.

Des petits éléments magnétiques dans la photosphère sont concentrés par la pression gazeuse et quand ils réussissent à monter et à pénétrer dans la couronne, ils vont avoir tendance à s'épandre, et remplir l'espace, ils vont rencontrer le champ ambiant, avec lequel ils vont interagir à des endroits où ils peuvent s'annuler (c'est-à-dire quand le champ rencontre un champ ambiant de sens inverse), ce qui peut faire des reconnexion et libérer de l'énergie. C'est dès cet instant que la chromosphère devient hautement dynamique, avec du gaz très agité (turbulence) par rapport à la photosphère, et des éjections le long de lignes de force. La question des reconnexion a fait l'objet de très nombreuses études et plusieurs ouvrages y sont consacrés (ex. Priest and Forbes, 2000).

L'enveloppe chromosphérique est donc très sensible à l'émergence du champ magnétique. S'il n'y avait pas de champ magnétique il n'y aurait pas de chauffage donc pas de chromosphère ni de couronne.

Dans la surface photosphérique, la température décroît d'abord jusqu'à un minimum de température situé vers 400 km de hauteur. Dans la chromosphère, la température croît en s'élevant radialement (voir Figure B.1).

Le Soleil est chauffé à partir de l'intérieur, où la fournaise nucléaire dans le noyau produit des photons gamma, qui dégénèrent en photons X, puis en photons extrême UV, puis en photons UV et qui finalement à la surface sont émis dans le domaine optique visible et infrarouge (figure C.1.2). Ils sont donc produits aux hautes énergies à l'intérieur du Soleil et dégénèrent continuellement à mesure qu'ils montent à l'extérieur. C'est ce qu'on étudie dans le "transfert de rayonnement"¹². Sous la

¹² Le "Transfert de Rayonnement" étudie la façon dont la lumière émerge en interagissant avec l'atmosphère solaire, en supposant que le Soleil est stratifié en couches. Les calculs se font en général avec des ordinateurs

photosphère il y a une énorme enveloppe qu'on appelle l'enveloppe convective, avec d'énormes cellules. Le rayonnement ne sort pas assez vite, parce que la chaleur disponible est trop grande et cette chaleur est empêchée de sortir. Pour faire sortir l'énergie plus vite, c'est toute la masse qui se met en mouvement, c'est la cause de la convection. On appelle ça aussi l'instabilité convective. Ce mouvement convectif plus la rotation provoquent des phénomènes dynamo qui sont probablement à l'origine des champs magnétiques émergents à la surface.

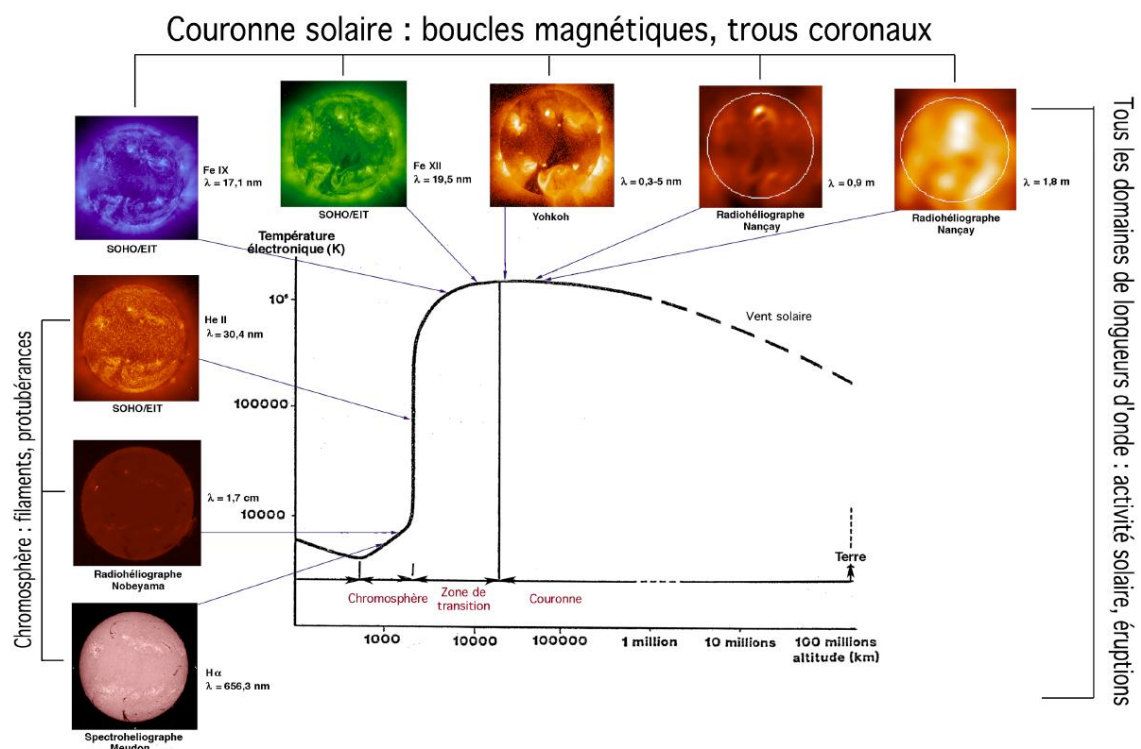


Figure C.1.2 – Diagramme approximatif destiné à montrer les différentes couches de l'atmosphère solaire (d'après le site BASS 2000, Obs. de Paris).

Sans champ magnétique l'enveloppe extérieure rayonnerait et se refroidirait et il n'y aurait plus rien. La cause de cette enveloppe épaisse qui a des jets, et une couronne, c'est le champ magnétique. C'est la présence du champ magnétique dans

puissants, où la température et la densité au dessus d'une couche sont forcées à rivaliser avec la température et la densité de la couche plus élevée, et les couches sont progressivement empilées l'une sur l'autre pour faire une enveloppe atmosphérique simulée. C'est une approche pour modéliser les propriétés de la structure verticale de l'atmosphère solaire, moyennant des hypothèses comme "l'équilibre radiatif" ou "l'équilibre thermodynamique local" de manière à prendre en ligne de compte les nombreuses raies d'absorption dues à tous les éléments (H, He, C, O, Fe, etc.) constituant l'atmosphère solaire.

le réseau chromosphérique, aux frontières du réseau et partout, d'où viennent justement les spicules, qui produit des phénomènes dynamiques qui vont déterminer d'abord cette enveloppe alimentée par des spicules. Les spicules envoient du gaz froid qui vient d'être soudainement chauffé à cause d'un chauffage supplémentaire provoqué par des explosions parce que le champ magnétique confine la matière ionisée dans ses lignes de force et provoque des reconnections (Filippov, Koutchmy et Vilinga, 2006). En plus, il doit y avoir un phénomène qui se passe à la base de la chromosphère qui envoie du gaz en l'air avec les micro explosions dont on n'a pas encore trouvé le mécanisme, mais cela doit être lié au champ magnétique parce qu'on sait qu'il y a du champ magnétique concentré à la base du réseau de la chromosphère ; tout ce qu'on voit, c'est donc le résultat, des spicules. Les spicules pourraient d'ailleurs être produits autrement, par des particules énergétiques en provenance de la couronne qui viennent rencontrer les couches denses sous-jacentes en étant accélérés le long des lignes de force et qui heurtent les couches denses de la chromosphère produisant des réchauffements locaux ("évaporation" chromosphérique) d'où dilatation et production des spicules ; c'est une autre possibilité, mais il est très peu probable qu'un tel mécanisme puisse expliquer l'occurrence d'un très grand nombre de spicules¹³ (figure C.1.3, Athay, 1959), voir C.2.

En étudiant la chromosphère, on étudie comment le champ magnétique "sort" du Soleil, sachant que dans la couronne il y a du champ magnétique partout et que dans la couronne interne, il est même complètement dominant.

¹³ D'après Athay, 1959, le nombre de spicules simultanément observées approche 100.000.

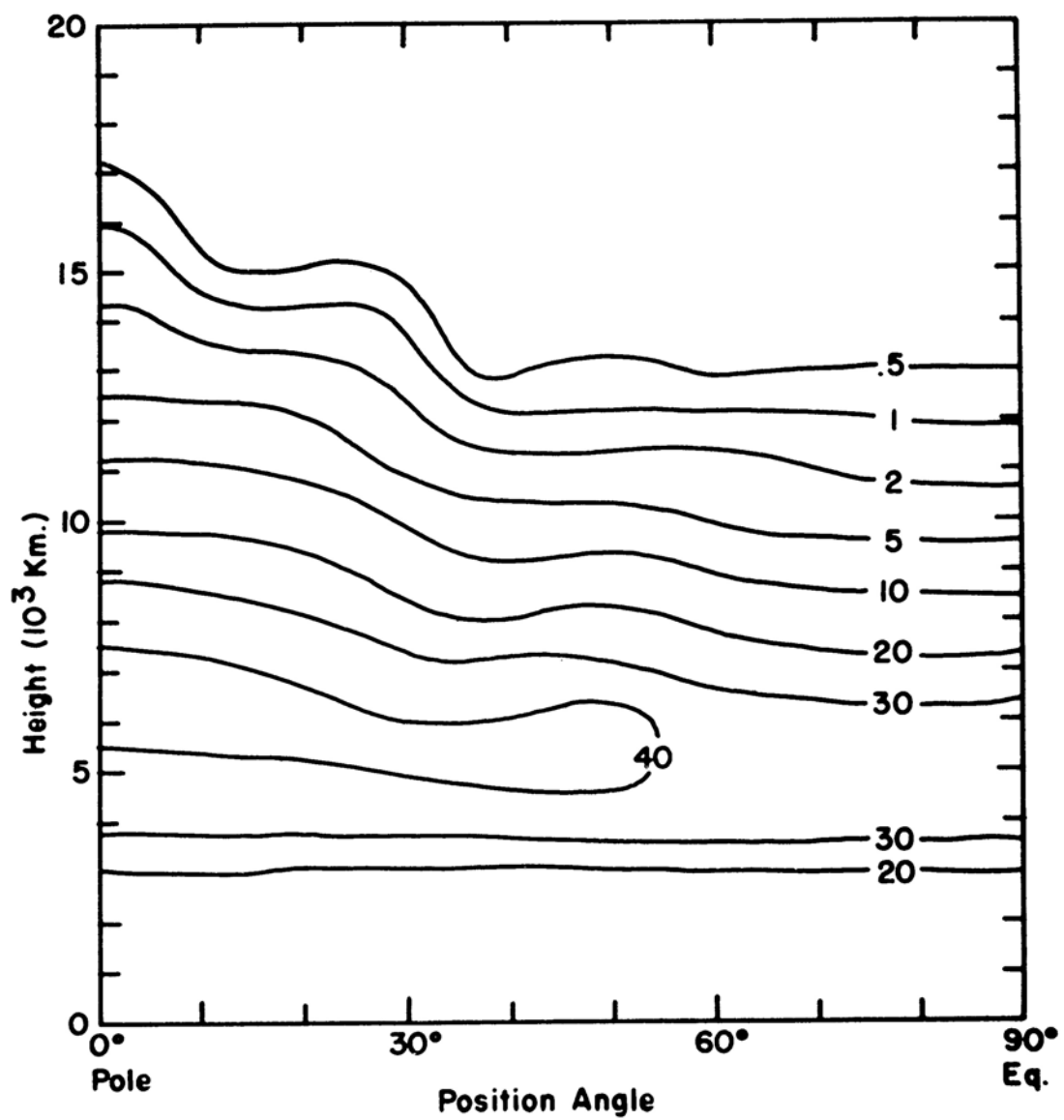


Figure C.1.3 – Nombre de spicules observés en fonction de la hauteur et de la latitude héliographique.
D'après Grant Athay (1959).

C.2 - Effets escomptés de l'émergence du champ magnétique : phénomènes dynamiques dans la haute chromosphère.

En regardant le limbe solaire dans certaines raies chromosphériques profondes, surtout H α , on peut voir que le bord du Soleil est composé par des petits jets pointus, appelés depuis la deuxième moitié du XX^{ème} siècle, des "spicules" (Roberts W., 1945)

Après la plupart des études sur la chromosphère effectuées au limbe solaire à l'occasion des éclipses totales du Soleil, beaucoup de scientifiques ont considéré la chromosphère en tant que forêt de spicules.

Bien que la forêt de spicules soit une propriété permanente de la chromosphère au point que le père Angelo Secchi (1818 - 1878) l'a comparé à une prairie brûlante, la vie réelle d'un spicule est relativement courte, environ 15 minutes. Les meilleures données sur les spicules au bord du Soleil viennent des images cinématographiques à grande échelle faites par Richard Dunn (1960) à l'observatoire de Sacramento Peak en 1958. Il a été constaté que les spicules sont des jets qui montent rapidement à des vitesses d'environ 30 km/s et à des hauteurs de plus de 6.000 kilomètres, retombant moins rapidement une fois qu'ils ont atteint une hauteur minimale.

J.M. Beckers (1964) dans sa thèse, utilisant des photos à haute résolution faites à Sydney – Australie avec un filtre de Lyot à $\frac{1}{8}\text{\AA}$ de bande passante, a décrit les spicules de la façon suivante:

1. Un spicule est en moyenne vertical à la surface, avec 800 kilomètres d'épaisseur soit 1 à 2 secondes d'arc et 2800 kilomètres de long.
2. Sa durée de vie moyenne est de 15 minutes, et généralement il est vu "montant" puis "descendant".
3. Le taux de natalité des spicules est comparable à celui des granules dans les flocculi.
4. Il y a simultanément 400.000 spicules sur le soleil, un facteur 10 plus grand que le nombre donné par Cragg, Howard, et Zirin (1963).

Cette description correspond plutôt aux spicules situés dans le "coeur" de la chromosphère, bien en dessous de 6.000 km.

En réalité il n'est pas très important de savoir combien de spicules existent précisément, mais quelle est leur nature et quel est leur rôle, vu le nombre de spicules sur le Soleil. Il y a des dizaines de milliers de spicules sur le Soleil ou plus à chaque moment (figure C.1.3), et il n'y a aucun accord général au sujet de leur origine.

Les spicules font partie de la masse chromosphérique à "basse" température ($T \leq 10.000\text{ K}$) se déplaçant vers le haut et le bas en transportant du gaz vers la couronne chaque seconde. On déduit que les spicules ne peuvent pas simplement transporter la matière seulement vers le haut ; la plupart d'entre eux chutent vers le bas, retournent vers la chromosphère. Seules les spectres sur lesquels on peut mesurer

des effets Doppler prouvent la montée et la retombée des spicules, bien que leurs vitesses varient de façon mal comprise.

En observant le Soleil à partir de l'espace dans la raie de l'Hélium ionisé (*He II* à 304Å) on voit des spicules plus grands qu'en *H α* , et on les appelle pour cela des macrospicules. Ces macrospicules coïncident avec les petites flammes vues dans les images en rayon X ce qui pourrait indiquer que ces macrospicules viennent de tous petits flares. Il faut aussi noter que les macrospicules vus dans la raie de l'*He II* sont beaucoup plus "chauds" que les spicules, environs 50.000K.

Le satellite TRACE¹⁴ fait des images régulières à haute résolution du Soleil, où on voit au bord beaucoup de spicules absorbant de la lumière ultraviolette extrême (EUV) venant de la couronne, suivant une frange inhomogène d'environ 5.000 km d'épaisseur, mais le bord photosphérique n'est pas vu simultanément sur ces images.

À part les spicules, il y a encore les protubérances qui sont des phénomènes qui varient avec le cycle des taches solaires, considérés souvent comme faisant partie du Soleil actif, contrairement à la chromosphère qui est toujours présente et est considérée comme faisant partie du Soleil calme. Les protubérances ont la même température et la même densité que la chromosphère, ce qui fait penser qu'elles sont des prolongements du gaz chromosphérique haut dans la couronne.

Les protubérances présentent plusieurs formes et types, dont les plus grandes font une centaine de milliers de kilomètres de hauteur au-delà du bord solaires avec plusieurs jours ou semaines de durée de vie. Celles qui sont de type éruptif et observées à travers un filtre *H α* pendant quelques heures, changent rapidement, en montant et redescendant parfois même en explosant dans l'espace. Ces événements peuvent durer des minutes ou des heures et la plupart du temps il faut monter des films en accéléré pour mieux voir et comprendre ces phénomènes¹⁵.

L'étude des éruptions des protubérances a un grand intérêt vue sa liaison avec les éjections de masse coronales (CME's), éjections à grande échelle du gaz coronal chaud suivies soigneusement par l'expérience coronographique à grand champ LASCO¹⁶ sur le satellite SOHO. Des milliers d'articles y sont consacrés et ce n'est pas la place ici d'en parler.

¹⁴ **T**ransition **R**egion **A**nd **C**orona **E**xplorer (TRACE) - Satellite américain lancé en 1998 pour l'imagerie haute résolution de la couronne dans les rayons X, l'Ultraviolet lointain

¹⁵ Voir le livre de Tandberg, E., Hanssen, *The Nature of Solar Prominences*, Kluwer Academic Publishers, 1995, par exemple.

¹⁶ **L**arge **A**ngle and **S**pectrographic **C**oronagraph (LASCO), une expérience sur le satellite SoHO.

C.3 - Spectres avec fente radiale au bord photosphérique, pour montrer l'épaisseur de la chromosphère.

On peut aussi faire une mesure de la haute chromosphère par la méthode spectroscopique mais il faut moyenner beaucoup de spectres spatialement et dans le temps, parce que la chromosphère change. Une moyenne de spectres d'une seule séquence est suffisante pour réaliser des mesures sur l'épaisseur de la chromosphère, à condition d'étendre la moyenne sur un nombre suffisant de structures.

Pour élaborer des images de spectres avec fente radiale du bord solaire à l'aide d'un spectrographe, on place une fente radialement au bord et on prend des spectres successivement tout le long du bord ; le résultat recherché est la moyenne de tous les spectres correctement alignés en se servant du bord photosphérique comme référence.

Sur l'image ci-dessous (figure C.3.1) on a représenté des spectres moyens réalisés à l'Observatoire solaire de Sacramento Peak (New Mexico – USA) avec un spectrographe à fente radiale (donc perpendiculaire au bord) faisant 1" d'arc de largeur de fente (d'autres spectres ont été réalisés à l'I.A.P., mais ils sont de qualité très inférieure).

Ces spectres ont été faits en réalisant 80 spectres de chaque côté du pôle (ou de l'équateur), le télescope et le spectrographe étant contrôlés par un ordinateur qui calcule parfaitement la position du pôle, en plaçant la fente d'entrée du spectrographe à une position calculée à l'avance, puis en décalant la fente pour réaliser un spectre après l'autre. Pour aligner les 160 spectres ensuite par le calcul, on prend le bord photosphérique de chaque côté comme référence et on trouve le point d'inflexion, indiquant la position du bord du Soleil dans la direction radiale et servant de référence. Sur le résultat moyenné (figure C.3.1) on voit parfaitement le bord net de la photosphère.

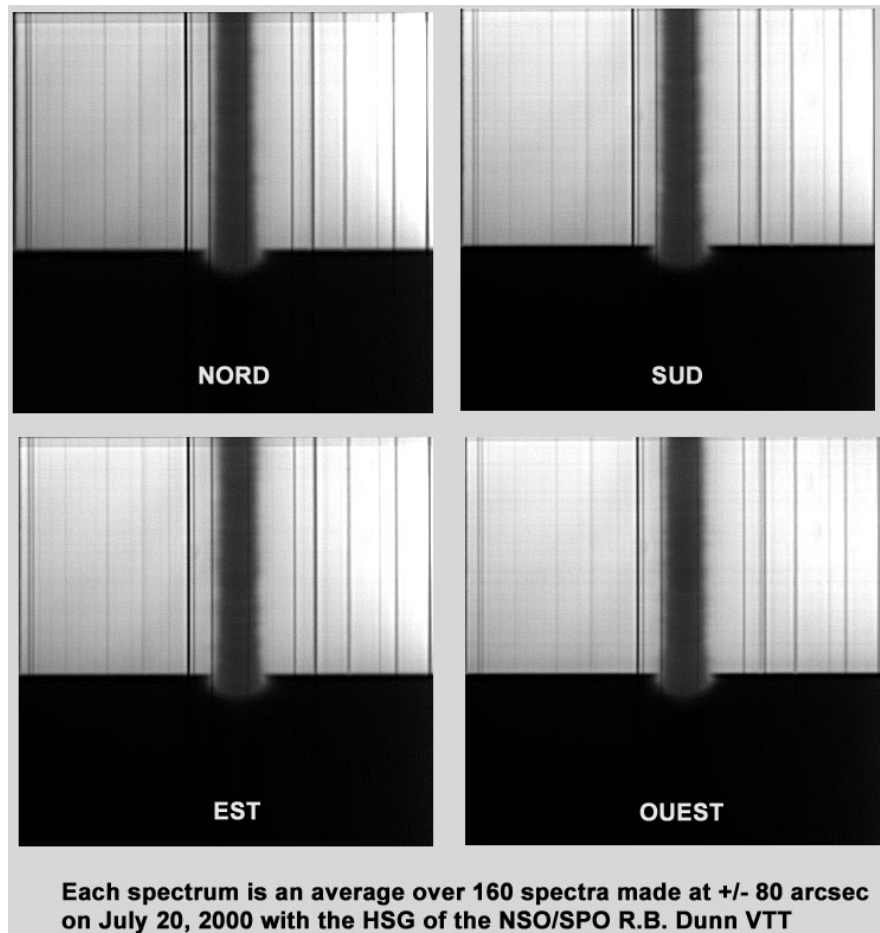


Figure C.3.1 – Chaque spectre représente une moyenne de 160 spectres pris sur une étendue de 160 secondes d'arc, soit $\pm 80''$ d'arc autour des pôles et de l'équateur. La raie chromosphérique $H\alpha$ est au centre de chaque spectre, en absorption sur la photosphère et en émission en dehors du disque, en bas de chaque spectre. Remarquer également les raies fines telluriques et d'autres photosphériques, de chaque côté de la raie $H\alpha$. La portion du disque montrée ne correspond qu'à environ $20''$. Fait à l'Observatoire solaire de Sacramento Peak (New Mexico – USA).

Dans cette méthode, on ne prend pas en compte l'étalement dû à l'agitation de l'atmosphère terrestre et celui qui est dû à l'instrument (spectrographe) lui-même, parce que le vrai bord photosphérique n'est étendu en réalité que de quelques dizaines de kilomètres (d'après les modèles théoriques de l'atmosphère solaire), alors que sur ces spectres on obtient quelque chose qui est de l'ordre de $0''.6$ d'arc (400 km). La correction qu'il faudrait introduire pour l'étalement est négligeable par rapport à la dimension réelle de la chromosphère qui fait 8 secondes d'arc et elle a été négligée la plupart du temps.

Nous reviendrons plus en détails sur ces résultats, dans le "Chapitre II – Mesures précises de l'épaisseur de la chromosphère : premiers résultats".

C.4 – Mise en évidence à l'aide d'une image sol de la chromosphère du Soleil au minimum d'activité et une autre faite dans l'espace.

Les premières observations quantitatives de l'ovalisation de la chromosphère ont été faites par Koutchmy et al. 1997-98 et Auchère et al. 1998.

En examinant les filtrogrammes faits à NSO/SP dans la raie H α du "One-Shot Coronagraph" à l'aide d'un filtre assez large (0.1 nm), l'ovalisation de la chromosphère est apparue comme assez évidente : la chromosphère polaire paraît plus étendue que la chromosphère à l'équateur. Dans la raie de l'hélium He II 304 (SoHo-EIT), l'ovalisation de la chromosphère est plus évidente, à cause de l'effet produit par les trous coronaux qui s'ajoute à l'effet d'ovalisation et une comparaison a été faite entre deux images pour indiquer la réalité du phénomène (voir figure II.3.2, Chapitre II – Mesures précises de l'épaisseur de la chromosphère : premiers résultats).

Les mesures précises sur des images du disque entier du Soleil obtenues au sol sont difficiles à cause de la distorsion produite par l'effet de la réfraction différentielle qui produit une fausse ovalisation du disque solaire vu à travers l'atmosphère terrestre, surtout quand le Soleil n'est pas suffisamment haut sur l'horizon. Cet effet de distorsion sera étudié précisément dans le sous chapitre I.1 (Chapitre I : Mesure de la forme de l'enveloppe chromosphérique : distorsions due à l'atmosphère terrestre et distorsions instrumentales)

En examinant d'autres images du "One-Shot Coronagraph", ainsi, évidemment, que les images EIT dans le canal 304 de l'He II vers le maximum d'activité, il est apparu que l'ovalisation pourrait être absente. Ce comportement sera étudié tout au long de cette thèse.

D - Le vent solaire rapide ;

D.1 - Origine du vent rapide ; trous coronaux

Il y a environ 1400 ans les astronomes chinois se sont rendu compte que les queues des comètes se dirigent toujours vers la même direction en opposition au Soleil, ce qui leur a fait penser qu'il existait "une force vivante" dans le Soleil qui provoque cet effet sur les comètes.

C'est seulement vers le XX^{ème} siècle que les scientifiques ont compris que cette "force vivante" est composée de protons et électrons donc de particules élémentaires qui s'éloignent du Soleil sous la forme de vent à plus de 400 km/s⁻¹.

Bien que l'importance du vent solaire soit reconnue, il existe encore des doutes sur l'origine du vent (sources) et sur le mécanisme d'accélération à de très grandes vitesses.

Le vent solaire est considéré comme une extension de l'atmosphère solaire, ou d'un prolongement de la couronne solaire vue pendant les éclipses totales du Soleil, s'éloignant à des millions de kilomètres au du Soleil. Le vent solaire se termine au-delà de l'orbite de la dernière planète du Système Solaire, vers l'espace interplanétaire.

Il y a une question qu'on se pose toujours "dans quelle région du Soleil se produit le vent solaire ?"

L'idéal serait d'envoyer des navettes à la surface du Soleil pour analyser l'activité à divers latitudes, mais le plus près qu'un engin construit par l'homme ait pu s'approcher du Soleil est de 50 millions de kilomètres avec l'expérience *Hélios* des années 1980 au voisinage du plan de l'Écliptique, correspondant approximativement à l'équateur solaire. Peut-être la prochaine sonde solaire de la NASA arrivera jusqu'à 3 millions de kilomètres du Soleil ?

Les premiers progrès par rapport au soleil et au vent solaire ont été réalisés au début des années 70 avec des expériences au dessus de l'atmosphère terrestre en utilisant des fusées pour mesurer les rayons X solaires et c'est alors qu'on a découvert que la couronne solaire a une structure complexe avec des secteurs moins denses que d'autres. Les régions moins denses sont connues comme "*Trous Coronaux* ", avec des régions sombres dans les ultraviolets et les X, délimitées par des régions plus brillantes.

En général les "*Trous Coronaux*" sont situés dans les régions polaires, pouvant cependant se prolonger jusqu'à de basses latitudes pendant la phase descendante du cycle solaire de 11 ans.

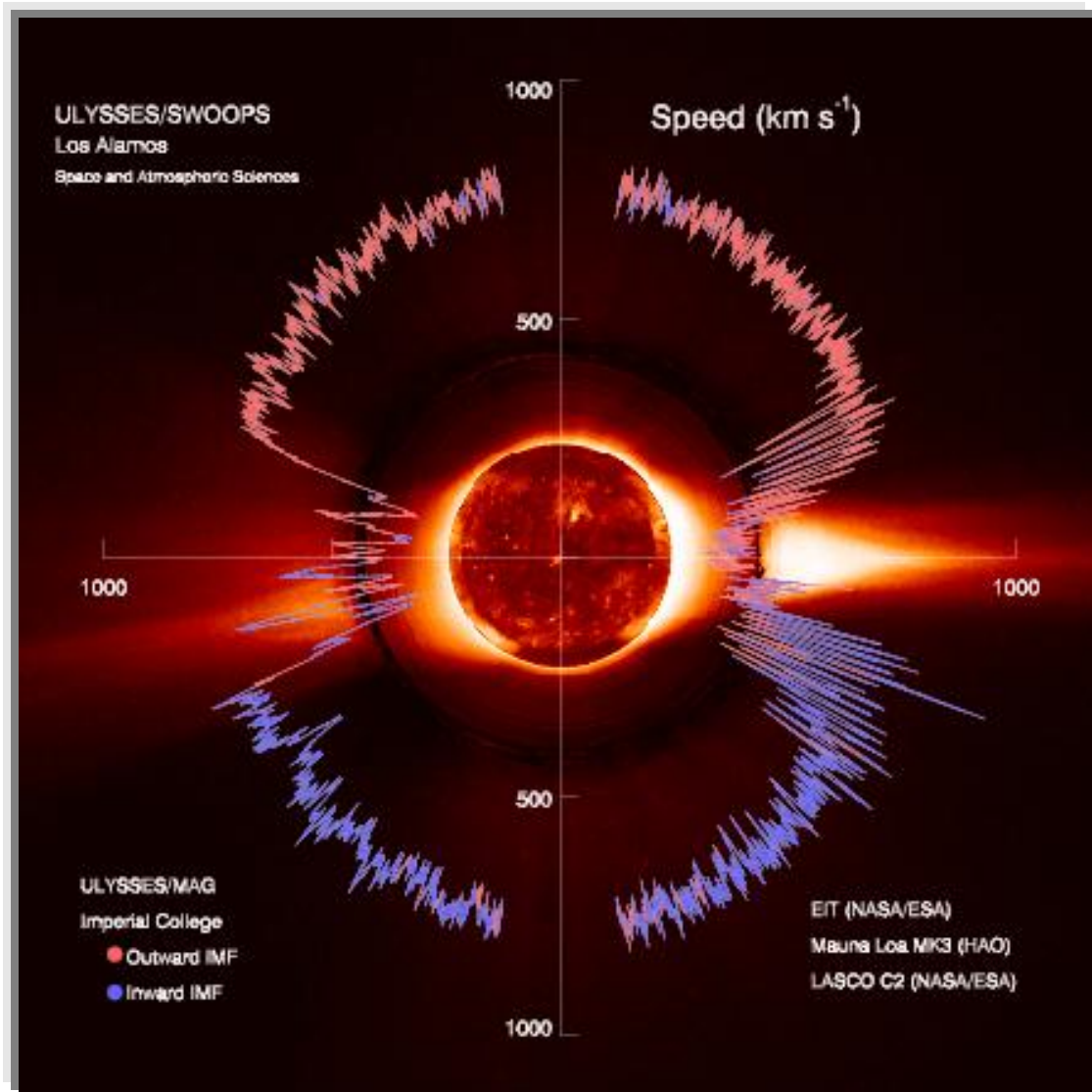


Figure D.1.1 – Cet schéma montre, en coordonnées polaires, les valeurs des vitesses du vent solaire (en km/s) obtenues durant le passage de la sonde *Ulysses* en période de minimum du cycle d'activité et au dessus des pôles du Soleil, à environ 1.4 UA. Les couleurs rouge et bleu indiquent que le signe de la composante radiale du champ magnétique est opposé quand on passe d'un hémisphère à l'autre, ce qui correspondrait aux lignes de force d'un champ dipolaire au niveau du Soleil (expérience SWOOPS – Ulysses). Le montage montre en même temps, dans la partie centrale et à une autre échelle, une image synthétique de la couronne observée à la même époque, à l'aide des expériences SoHO (Esa, Nasa). A l'époque du minimum d'activité (1996) le vent solaire rapide vient des régions polaires et le vent lent des régions équatoriales. Le flux de masse est constant, environ 400 km/s pour le vent lent, plus perturbé et environ 800 km/s pour le vent rapide. (d'après les résultats de Ulysses et SoHO).

D'autre part les "*Coronal Streamers*" sont plus chauds et plus denses, venant du Soleil calme et des régions actives ; pendant le minimum du cycle d'activité leur origine est dans les régions équatoriales du Soleil.

C'était durant cette phase descendante du cycle solaire (minimum), lorsqu'un "*Trou Corona*" était directement face à la terre que les scientifiques ont découvert que le vent solaire possède deux composants principales, le vent solaire lent et le vent solaire rapide issu des trous coronaux.

Le vent solaire rapide est moins dense, atteignant des vitesses de l'ordre de 800 kilomètres par seconde, presque le double du vent solaire lent qui est plus dense. L'origine du vent solaire rapide sont les "*Trous Coronaux*" alors que le vent solaire lent vient des "*Coronal Streamers*".

La première mesure du vent solaire *in situ* en dehors de l'Écliptique a été effectuée en 1995 par la sonde ESA-NASA *Ulysse* et d'après les résultats obtenus (figure D.1.1), le vent solaire rapide vient des régions polaires où le champ magnétique est ouvert, comme le montre l'orientation des "*Plumes*" qui sortent des "*Trous Coronaux*" supposant des lignes de champs ouvertes dipolaires. Au contraire les "*Coronal Streamers*" ont la forme d'un casque médiéval à proximité du Soleil, donnant l'impression de la présence d'un champ magnétique avec des lignes de force fermées qui naturellement pourraient piéger n'importe quel vent produit dans les régions équatoriales.

Cette notion a été renforcée par les modèles du champ magnétique du soleil qui suggèrent un champ magnétique avec des lignes de la force ouvertes dans les "*Trous Coronaux*" et des lignes de force fermées dans la surface restante du Soleil.

Près du Soleil le champ magnétique contrôle et donne la forme à tout flux du vent solaire. Il n'existe pas de mesures du champ magnétique dans la couronne solaire ; seuls des modèles existent.

D.2 Chauffage de la chromosphère et chauffage de la couronne : l'ovalisation traduit-elle un mécanisme d'émergence du champ magnétique responsable du chauffage et du vent rapide ?

Aujourd'hui comme autrefois, les questions fondamentales du chauffage de la couronne, des sources du vent solaire, des éruptions et de leurs conséquences, de l'accélération de particules à des énergies correspondant aux vitesses quasi-relativistes, se posent toujours avec autant d'acuité.

Récemment une vue générale a émergé montrant que le magnétisme solaire est le pilote de toutes les formes de l'activité ; son origine est "globale" mais sa dissipation appartient aux toutes petites échelles.

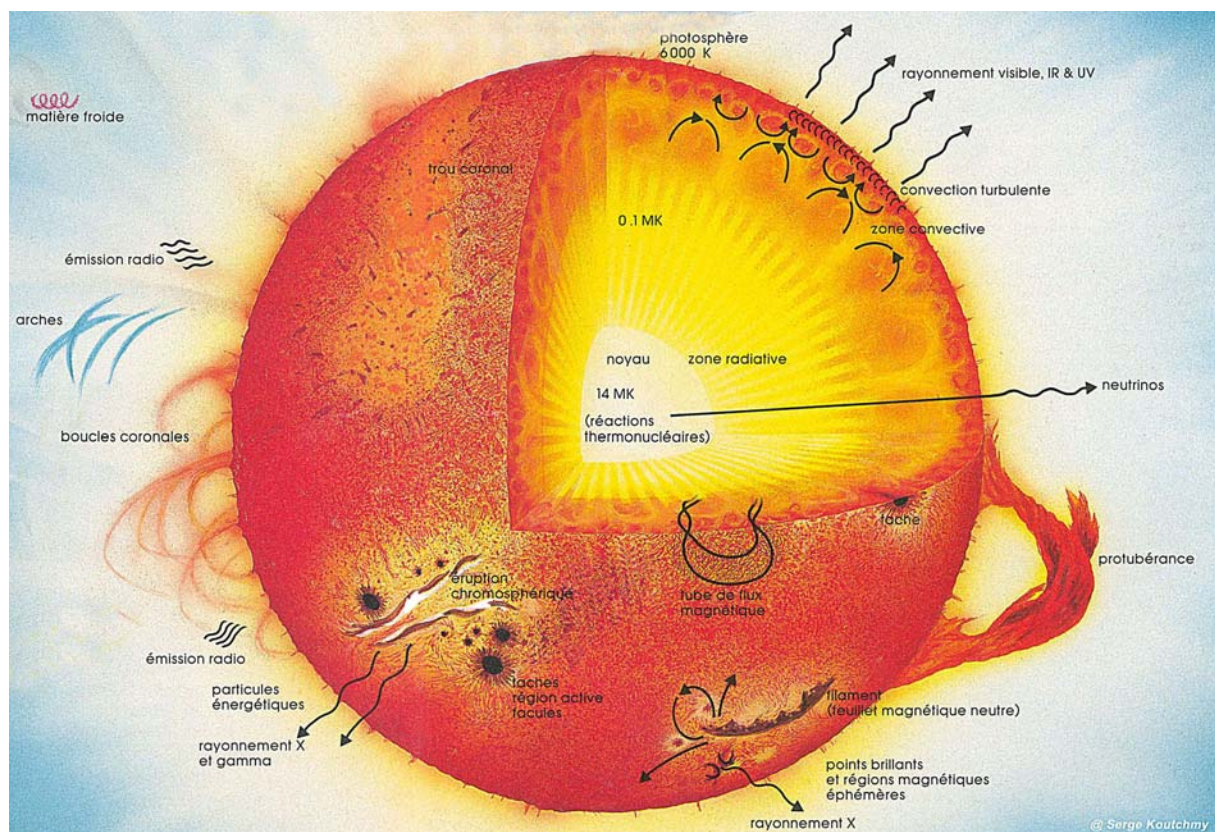


Figure D.2.1 – Schéma synthétique destiné à représenter les phénomènes les plus connus sur le Soleil, depuis sa structure interne jusqu'à sa couronne. La plupart des structures coronales sont ainsi déjà identifiées, mais aucune interprétation définitive n'est donnée pour son chauffage à plus d'un million de degrés. (Dessin d'après S. Koutchmy, 1990)

En période de minimum d'activité, le magnétisme du réseau chromosphérique se traduit à grande échelle, par ce qu'on a l'habitude de décrire par une composante dipolaire, comme si un énorme barreau magnétique était plongé au centre du Soleil et qu'il "déchargeait" son magnétisme autour. En fait, une structure un peu plus compliquée (figure D.2.2) a été suggérée récemment par Banaszkiewicz et al., 2000.

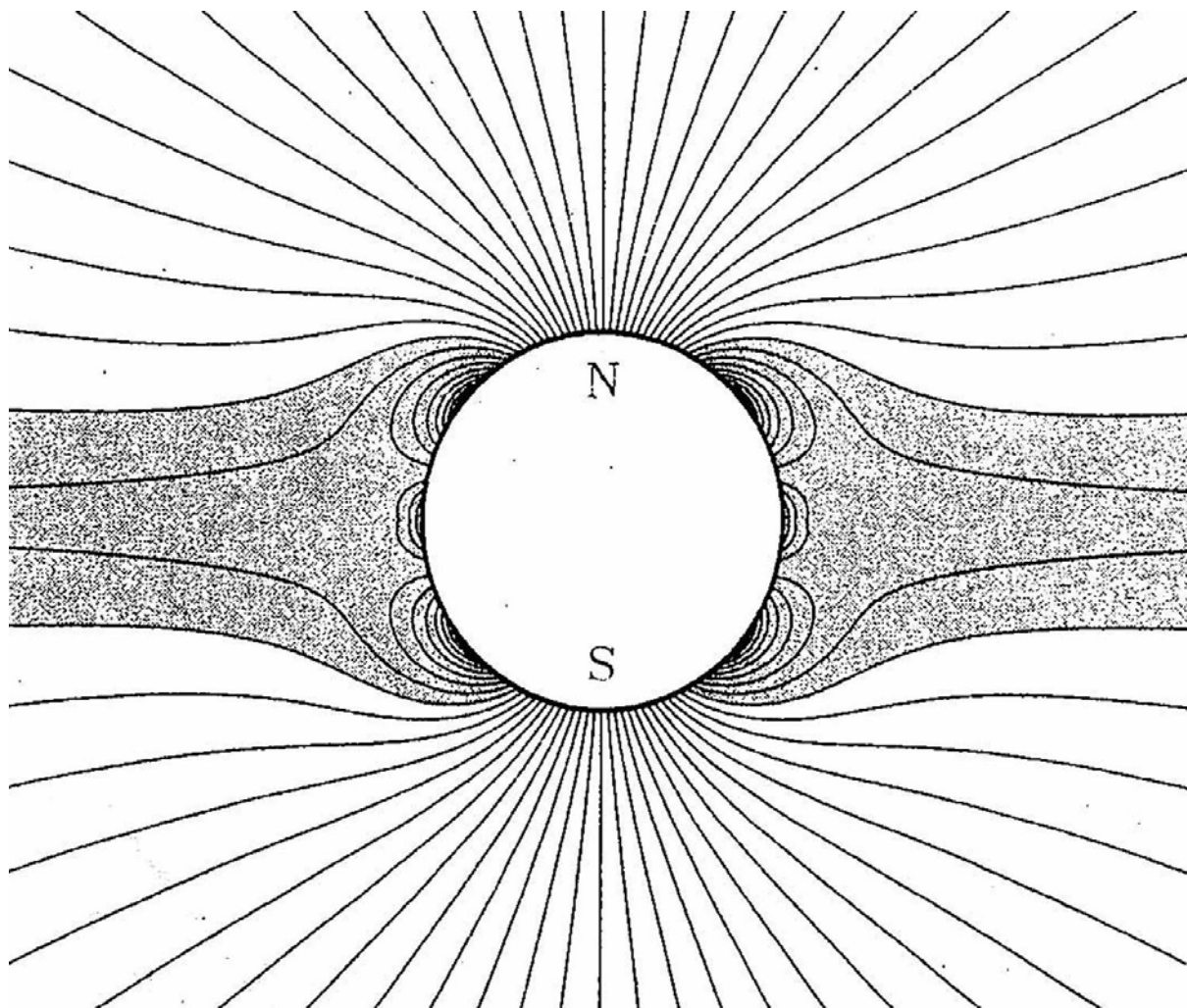


Figure D.2.2 – Modèle accepté de structure équatoriale en double couches de courant (Banaszkiewicz et al. 2000).

Grâce à des nouvelles observations faites dans l'espace¹⁷ des progrès déterminants ont été enregistrés durant cette dernière décennie sur l'étude de la couronne solaire, et des missions solaires encore plus étendues et sophistiquées sont prévues. Les problèmes sont immenses..

Un des mécanismes les plus largement discutés pour expliquer la température très élevée de la couronne implique des petites reconnexion magnétiques et donc une restructuration du champ par des phénomènes baptisés nano flares. Cette idée a été exposée en 1988 par E. Parker, bien connu pour avoir le premier proposé une théorie cohérente du vent solaire aux conditions de grandes températures coronales observées dès les années 1940. Hélas, aucune observation n'a encore permis de confirmer l'existence des nano-flares, phénomènes de dissipation du champ magnétique aux petites échelles, et pourtant, ils devraient être nombreux pour maintenir la température élevée de la couronne à plus d'un million de degrés. D'après les prédictions des théoriciens¹⁸, ces nano-flares seraient assez près de la surface où la structure du champ magnétique est complexe (figure D.2.3). Ceci résulte de l'émergence d'un nouveau champ, aux petites échelles, qui interagit avec le champ existant (figure D.2.2), à grande échelle. L'effet statistique de ces interactions liées à l'émergence continue du champ à petite échelle, pourrait expliquer le phénomène de l'ovalisation que nous allons étudier. D'autres champs à plus grande échelle (régions actives ; tâches ; facules) émergent : quelle est leur influence sur l'ovalisation ?

¹⁷ **Yohkoh** (1991-2002), mission d'imagerie et de spectroscopie des X mous et des X durs par le Japon, les USA et l'UK ; le satellite est devenu inerte lors d'une observation d'éclipse totale sur orbite, en raison de perte de l'énergie solaire nécessaire à ses batteries de bord.

Ulysses mission de l'ESA et de la NASA lancée en octobre 1990 pour effectuer des mesures *in situ* de l'héliosphère située en dehors du plan de l'écliptique, en opération depuis 15 ans, dont les résultats en ce qui concerne la couronne du minimum d'activité sont grandement appréciés.

SoHO (lancement en décembre 1995-) mission de l'ESA et la NASA destinée à l'étude de la structure interne du Soleil et sa couronne. Prévue initialement pour une période de service de 5 ans, au vu de ses résultats la mission a été prolongée de plus de 5 ans pour l'étude de l'activité magnétique solaire.

TRACE, mission d'imagerie EUV domaine de longueurs d'onde des extrêmes ultraviolets entre les X (longueur d'onde d'environ 5 nm et moins) et les UV (environ 100 nm et plus), destinée à l'étude des structures coronales dynamiques.

Et d'autres tels que **Coronas I et F** (missions russes d'imagerie et spectroscopie X et UV – 1992 et 2002) ; **Rhessi** (mission de la Nasa d'imagerie des *flares*) ; **LWS** – "Living With a Star", programme américain avec notamment en ce qui concerne l'étude de la couronne solaire, les missions : **STEREO** (Nasa, Esa) deux vaisseaux jumeaux à environ 1 UA du Soleil ; **Solar B** (Japon, Nasa) gros télescope solaire en orbite depuis le 25 septembre 2006, ainsi qu'un imageur coronal dans les X mous ; **Coronas-Photon** (Russie – 2007) étude des flares aux hautes énergies, imagerie coronal et spectroscopie EUV et X ; **SDO** (2008) imagerie coronale EUV et Magnétographie fine, satellite sur orbite héliosynchrone.

¹⁸ Bien entendu, d'autres mécanismes de chauffage sont proposés, souvent liés à l'existence des régions actives. Cependant, ils sont toujours plus au moins liés à une transformation du champ magnétique local.

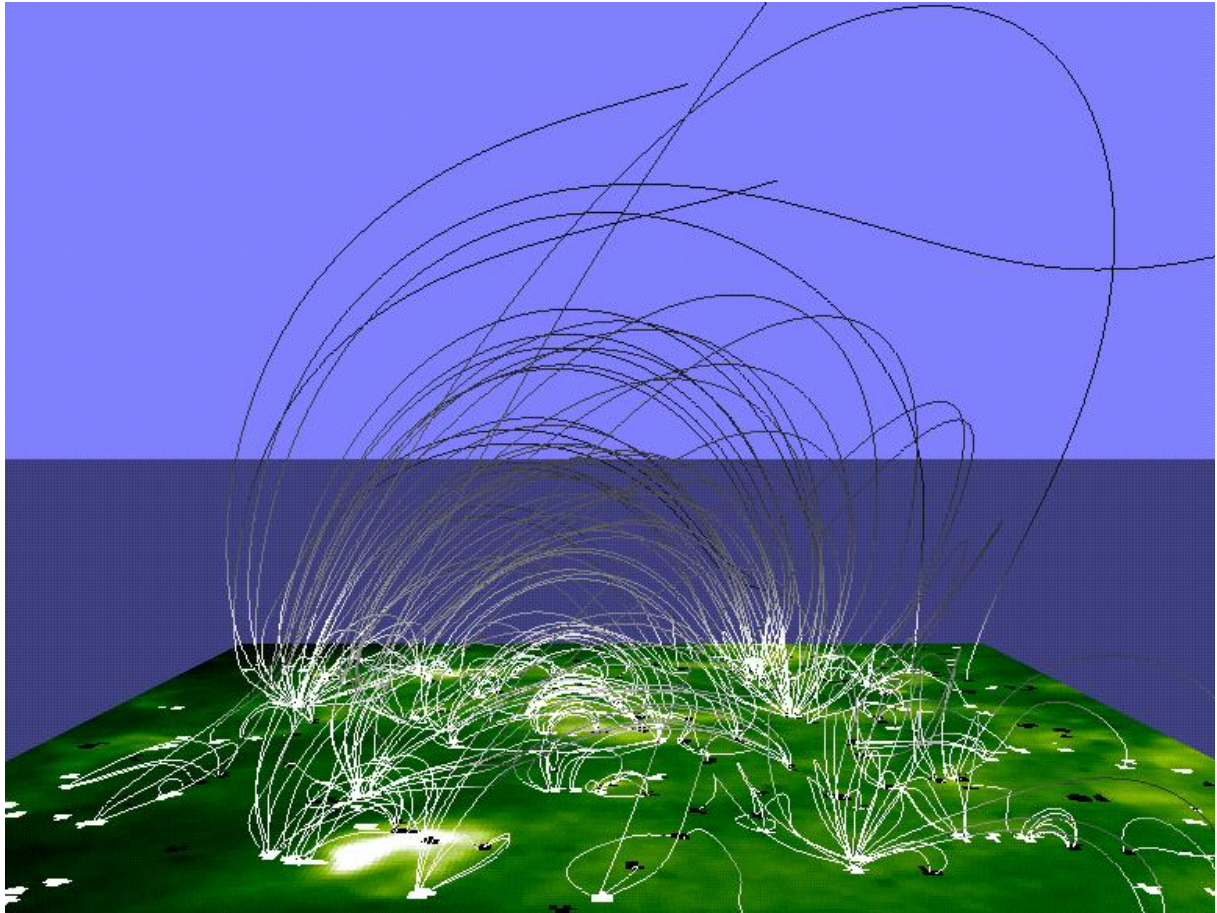


Figure D.2.3 – Modèle de champs magnétiques dans la couronne construit à partir de mesures du champ à la surface (d'après Schrijver & Title, 2005).

Enfin, l'effet étudié étant déterminé par le comportement des calottes polaires du Soleil où les trous coronaux sont présents, il est possible de poser la question de savoir si l'ovalisation ne serait pas à l'origine du vent solaire rapide qui est issu des trous coronaux.

CHAPITRE I: Mesure de la forme de l'enveloppe chromosphérique : Distorsions dues à l'atmosphère terrestre et distorsions instrumentales.

I.1. La réfraction atmosphérique

- I.1.1 Problématique de la réfraction différentielle (RD) produite dans l'atmosphère terrestre;
- I.1.2 Comment la RD introduit un aplatissement du Soleil en fonction du lieu d'observation, de la position dans le ciel et de l'époque de l'année;

I.2 Qualité du ciel en général

- I.2.1 Transmissions atmosphériques pour différentes hauteurs du Soleil h_{\odot} ;
- I.2.2 Effets du "Seeing";
- I.2.3 Problème des « contrails »;
- I.2.4 Avantages des sites sub-tropicaux (hauteur du Soleil; ensoleillement ; qualité des images...);

I.3 Filtrogrammes et spectrohéliogrammes

I.4 Variations annuelles de l'angle de position p ; et de la latitude héliographique B

I.5 Travaux historiques et autres travaux en rapport avec la forme de l'enveloppe chromosphérique.

I.1.1 - Problématique de la réfraction différentielle (RD) due à l'atmosphère terrestre;

Les rayons venants du Soleil, de la Lune, des étoiles et de tout autre astre dans le ciel sont courbés "vers le bas" de sorte qu'ils paraissent plus hauts dans le ciel qu'ils ne sont vraiment. Il est donc nécessaire de corriger les observations astronomiques à cause de cet effet connu de la "réfraction atmosphérique"¹⁹.

Notre atmosphère agit en tant que filtre ; donc chaque rayon de lumière provenant d'une source lumineuse en dehors de l'atmosphère terrestre subit un effet comme si ça se faisait à travers un objectif cylindrique, ainsi la réfraction atmosphérique dépend de la masse d'air que la lumière doit traverser.

L'effet de réfraction atmosphérique est plus grand quand l'astre est près de l'horizon et les rayons sont littéralement pliés autour de la courbe de la Terre, de façon que lorsqu'on observe un coucher de Soleil sur une plage et qu'on voit le limbe inférieur du soleil toucher l'horizon de la mer, en réalité le Soleil entier a déjà dépassé cet horizon donc ce qu'on voit sont des rayons réfractés du Soleil. Cet effet est plus remarqué dans des occasions comme le lever et le coucher du Soleil, car la lumière du Soleil est obligée de traverser une couche atmosphérique plus épaisse, donc la position à laquelle le Soleil semble être n'est pas où il est vraiment.

La réfraction atmosphérique tend toujours à faire paraître le soleil plus haut dans le ciel qu'il est en réalité. Au lever de soleil ou au coucher du soleil le soleil est réfracté près de la moitié d'un degré soit un demi degré, ou d'environ un diamètre solaire apparent, ce qui cause un léger impact à la période réelle du lever de soleil ou du coucher du soleil, seulement tenu en compte pour la mesure du « *Temps Solaire vrai* » dans les éphémérides astronomiques.

En outre, quand on parle de l'altitude du soleil durant une observation, on fait référence à la position apparente du centre du disque du Soleil. Les données des éphémérides sur la hauteur du Soleil dans le ciel correspondent au centre du Soleil dans un système de coordonnées non affecté par la réfraction.

Plus l'objet est proche de l'horizon, plus l'effet de la réfraction est remarquable, rendant l'astre ovale, soit aplati verticalement sans que sa dimension horizontale ne change. On remarque bien cet effet sur des astres dont les diamètres apparents vus de la Terre sont considérables tels que pour le Soleil et la Lune. Pour les planètes et

¹⁹ La direction dans laquelle on observe un astre diffère de la direction réelle à la suite d'un effet optique, la *réfraction atmosphérique* qui est la déviation des rayons lumineux suivant les lois de l'optique géométrique lorsqu'ils traversent les couches atmosphériques dont l'indice est supérieur à 1 (voir annexe A.6). Elle augmente avec la distance zénithale. À l'horizon, la *réfraction horizontale* atteint 36',6 elle est donc supérieure au diamètre angulaire du Soleil. Référence : Annuaire 1974 du Bureau des Longitudes – Encyclopédie Physique et Spatiale, Gauthier-Villars.

les étoiles, vu leur petite taille dans le ciel, sans instruments d'observations astronomiques il est difficile d'apercevoir l'effet d'ovalisation même quand l'astre est proche de l'horizon.

L'aplatissement dû à la réfraction atmosphérique dépend aussi du lieu où l'on est sur Terre, de la température, et donc de la pression et de l'altitude par rapport au niveau de la mer qui jouent un rôle non négligeable (figure I.1.1.1). L'aplatissement atteint environ 20% pour un profil de température atmosphérique normal et un observateur situé près du niveau de la mer, donc à une altitude quasi-minimale.

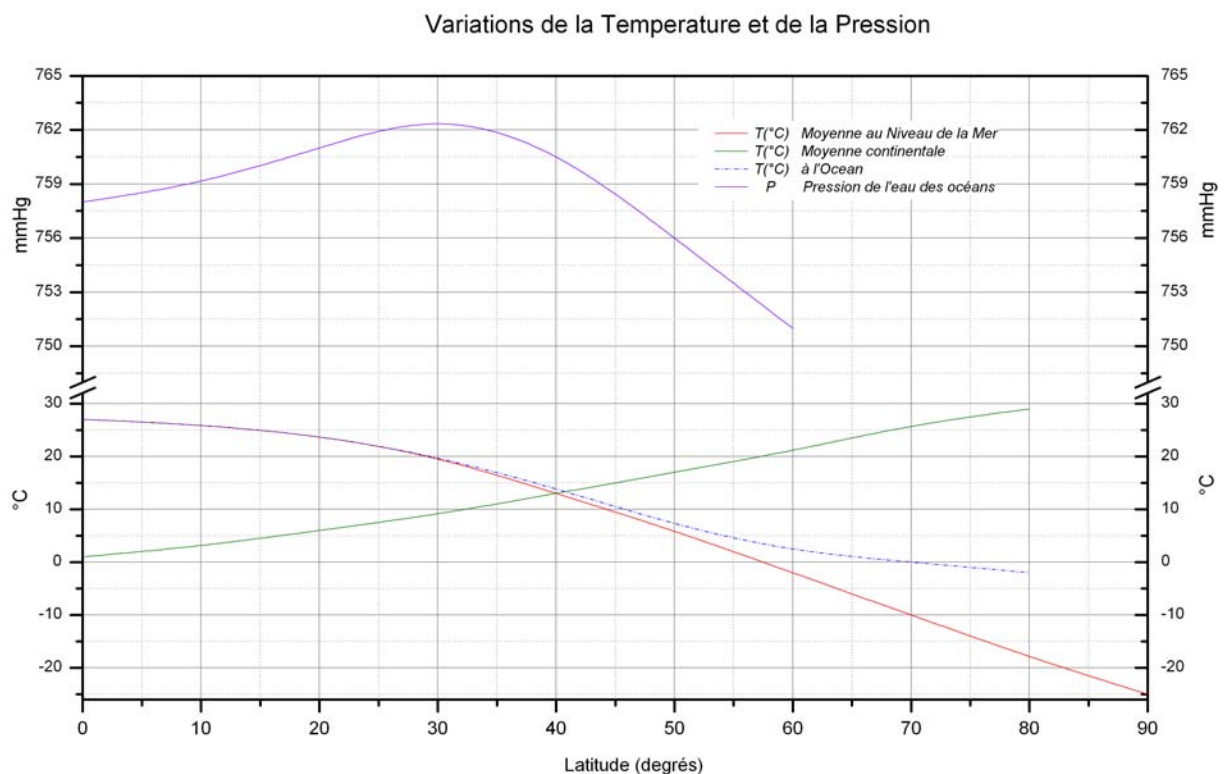


Fig. I.1.1.1 – Les variations de la Température (T) et de la Pression (P) moyennes pour les Hémisphères Nord et Sud. Voir annexe A.4.2. (Allen, Astrophysical Quantities, The Athlone Press 1973).

I.1.2 - Comment la RD²⁰ introduit un aplatissement du Soleil en fonction du lieu d'observation, de la position dans le ciel et de l'époque de l'année;

La réfraction d'un rayon lumineux est de l'ordre de 1' (minute d'arc) pour un astre de hauteur 45°. On considère R la réfraction définie par la différence entre la distance zénithale réelle Z_r de l'astre et sa distance apparente Z_a , sachant que la distance zénithale est égale à 90° moins la hauteur de l'astre sur l'horizon.

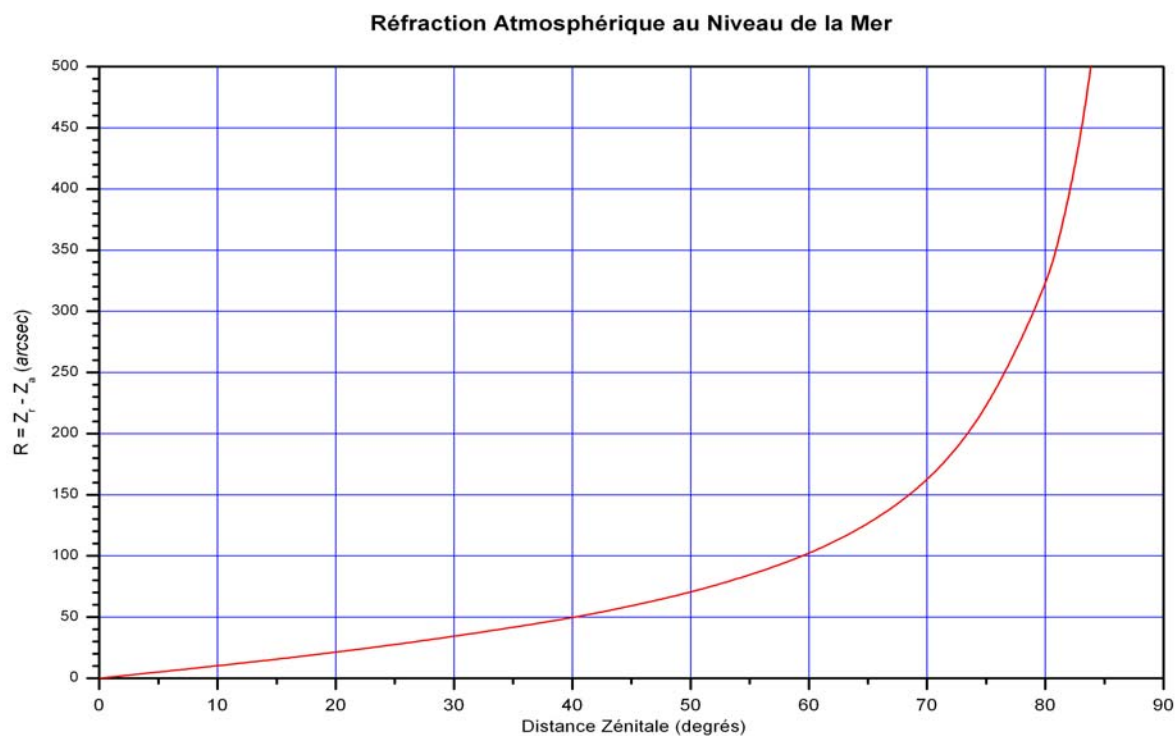


Fig. I.1.2.1 – La Réfraction Atmosphérique au Niveau de la Mer pour des conditions dites "normales", soit à une température de 10° et une pression de 760 mmHg (voir annexe 4).

Pour une pression de 760 Torr (équivalent au millimètre de mercure), ce qui correspond au niveau de la mer et une température de 10°C, la réfraction est

²⁰ Réfraction Différentielle.

évidemment nulle quand l'astre est exactement au zénith, soit à la verticale de nos têtes ; elle est calculée pour d'autres hauteurs Z de l'astre à l'aide de la formule²¹ :

$$R = 58''.3 \bullet \tan Z_r - 0''.067 \bullet (\tan Z_r)^3 \quad [I - 1] \quad (\text{figure I.1.2.1})$$

Cette formule ne prend pas en compte la courbure de la Terre ; elle est donc imprécise pour $Z \geq 87^\circ$ mais on ne considère jamais ces valeurs pour des mesures précises de l'ovalisation de la chromosphère solaire. Pour un traitement rigoureux, voir l'approche théorique donnée dans le travail de H. Chrétien reproduit dans l'annexe A2.

Cette courbure de la lumière est le résultat du gradient de densité de notre atmosphère. Le gradient de densité dépend du profil de la température, de la pression et de l'humidité de l'atmosphère. À mesure que l'altitude du lieu augmente l'atmosphère devient moins dense et la réfraction diminue.

En fonction de l'altitude du lieu et du gradient de température, on obtient la valeur de la réfraction à la hauteur du Soleil sur l'horizon, en multipliant la valeur de la réfraction normale (Figure I.1.2.2/3) par :

$$\frac{p}{760 \times (0.962 + 0.0038t)} \quad [I.2]$$

Pour les mesures de la forme du Soleil, ce qui nous intéresse le plus est en fait la réfraction différentielle (R.D.), c'est-à-dire la différence des valeurs de la réfraction pour les rayons correspondant au bord supérieur et au bord inférieur du Soleil.

Donc $R(Z)_{<\odot>} = R^+ - R^-$ avec $Z_r = Z_\odot \pm 16''$ ²²

²¹ Allen, Astrophysical Quantities p.124, The Athlone Press 1973

²² La précision recherchée est suffisante pour considérer le Soleil de rayon constant égal à $16''$.

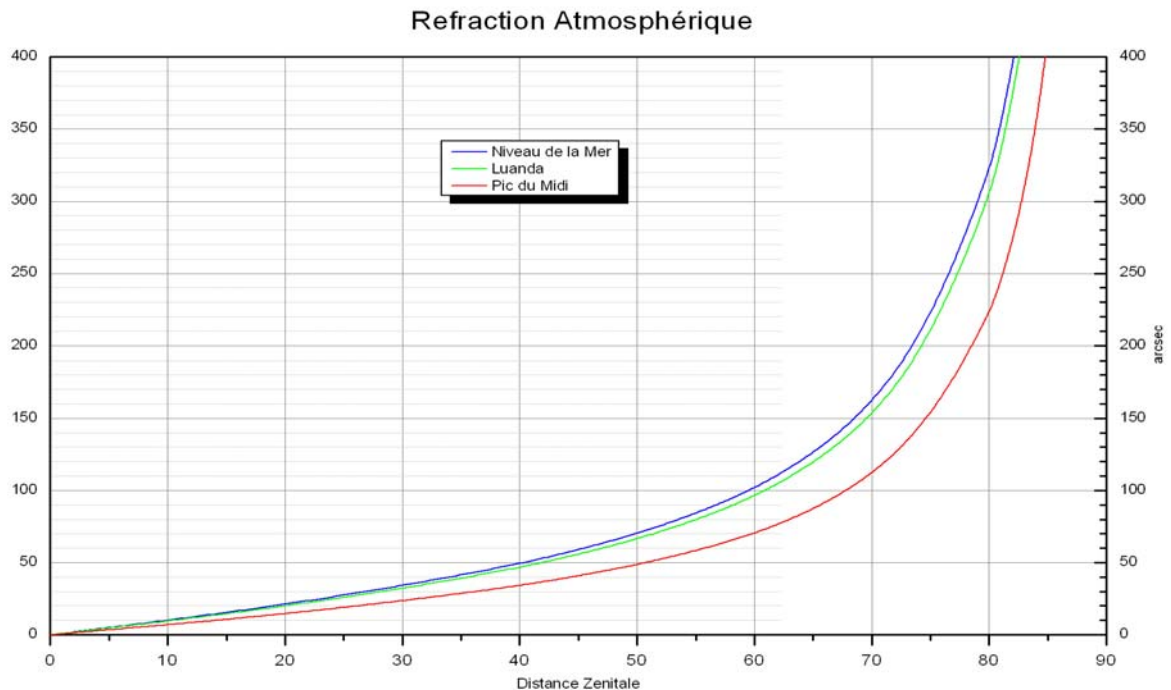


Fig. 1.1.2.2 – La Réfraction Atmosphérique, au niveau de la mer pour des conditions normales 10°C et 760 mmHg ; pour Luanda 25°C et 760 mmHg ; pour le Pic du Midi 10°C et 525 mmHg.

Le calcul a été effectué avec la valeur du diamètre du Soleil égal à 1920 secondes (32 minutes d'arc) correspondant à la valeur moyenne du diamètre solaire au cours de l'année (voir annexe 4 – Variation annuelle du diamètre photosphérique du Soleil, Allen, 1973), considérant que la variation relative annuelle de ce diamètre au passage du méridien est trop faible pour être prise en compte dans l'étude de l'influence de la RD sur la forme de la chromosphère.

Les rayons se courbent en direction des densités les plus élevées. Une densité plus élevée est associée à une pression plus élevée et à une température plus basse (à pression constante), ainsi les rayons se courbent pour une pression plus élevée et pour un air plus frais.

Les temps mesurés en temps solaire tiennent compte de la réfraction. En outre, l'altitude du soleil est la position apparente du centre du soleil cependant que quand on vise le Soleil pour repérer sa hauteur dans le ciel celle-ci n'est pas affecté par la réfraction.

À part la forme ovale du Soleil au lever et au coucher (Figure I.1.2.4), la réfraction atmosphérique est la cause d'un certain nombre d'effets spectaculaires qui peuvent être observés, tels que les collines et montagnes 'flottantes' vues dans un désert chaud (mirages), ou sur une mer chaude et quand l'air est froid, ou des sommets des montagnes très éloignées. Le fameux rayon vert s'explique aussi en grande partie par les effets de réfraction, mais ceci est une autre histoire.

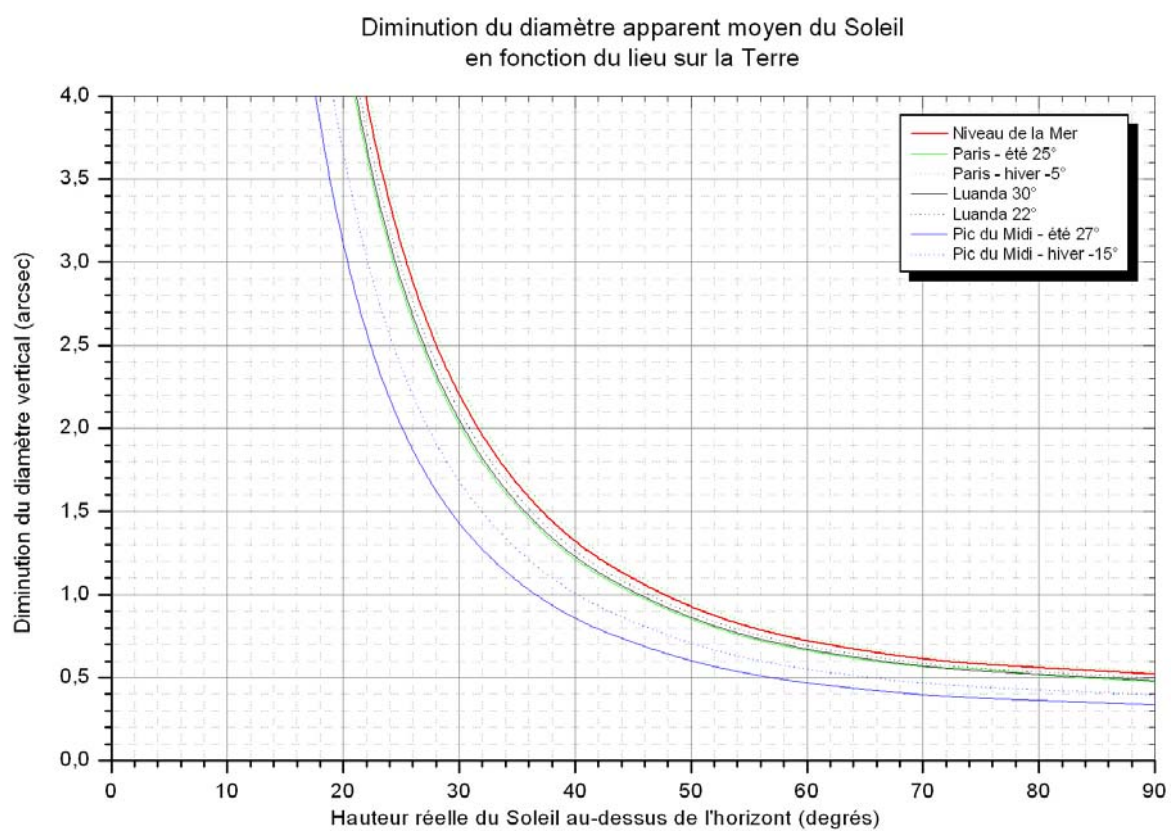


Fig. I.1.2.3 – La diminution du diamètre vertical du Soleil au niveau de la mer pour des conditions normales en rouge (10°C, 760 mmHg), pour Paris en vert (25°C été, -5°C hiver, 737 mmHg), pour Luanda en noir (30°C saison des pluies, 22°C saison sec, 760 mmHg) et pour le Pic du Midi en bleu (27°C été, -15°C hiver, 525 mmHg). Pour plus de détails voir annexe A.5.



Fig. I.1.2.4 – Coucher de Soleil sur la mer montrant l'aplatissement du disque dû à la «*réfraction différentielle*».

I.2 - Qualité du ciel en général

I.2.1 Transmissions atmosphériques pour différentes hauteurs du Soleil h_{\odot}

I.2.2 Effets du "seeing"

I.2.3 Problème des "contrails"

I.2.4 Avantages des sites sub-tropicaux (hauteur du Soleil; ensoleillement ; qualité des images...);

I.2.1 - Transmissions Atmosphériques pour différentes hauteurs du Soleil h_{\odot}

Même en absence de pluie, de brouillard, de cirrus ou de gros nuages, l'atmosphère terrestre absorbe et diffuse une partie du rayonnement venant de l'espace, et pour la réalisation d'un travail photométrique il faut connaître les valeurs de cette transmission atmosphérique en fonction de la hauteur du Soleil dans le ciel. Comme suite à un travail exhaustif non publié pour l'essentiel et réalisé par Christian Nitschelm à l'I.A.P., un modèle atmosphérique pour des zones tropicales a été utilisé pour des sites comme Luanda et d'autres modèles atmosphériques pour l'été et l'hiver pour d'autres régions comme les observatoires de Sacramento Peak aux États-Unis d'Amérique, du Pic du Midi et de Paris en France, basés sur le « 1962 American standard model of Earth Atmosphere » (figures I.2.1.1/2/3/4/5). Aujourd'hui la plupart des observatoires sont affectés par des aérosols d'origine continentale (poussières), maritimes (gouttelettes d'eau, etc.) et la pollution urbaine (gaz brûlés, etc.), qui exercent une grande influence sur la transmission atmosphérique.

La transmission atmosphérique est le rapport de l'intensité de la lumière reçue au niveau du sol et l'intensité de la lumière incidente qui entre au sommet de l'atmosphère terrestre. L'absorption atmosphérique est due à la lumière absorbée par l'atmosphère terrestre notée "A" et à la lumière diffusée notée "S":

$$I_{sol} = I_{incidente} - (I_{absorption} + I_{diffusé})$$

et, après avoir divisé par l'intensité de la lumière incidente :

$$\begin{aligned} T_{sol} &= \frac{I_{sol}}{I_{incidente}} = 1 - \frac{(I_{absorption} + I_{diffusé})}{I_{incidente}} \\ &= 1 - (A_{atmosphère} + S_{atmosphère}) \end{aligned}$$

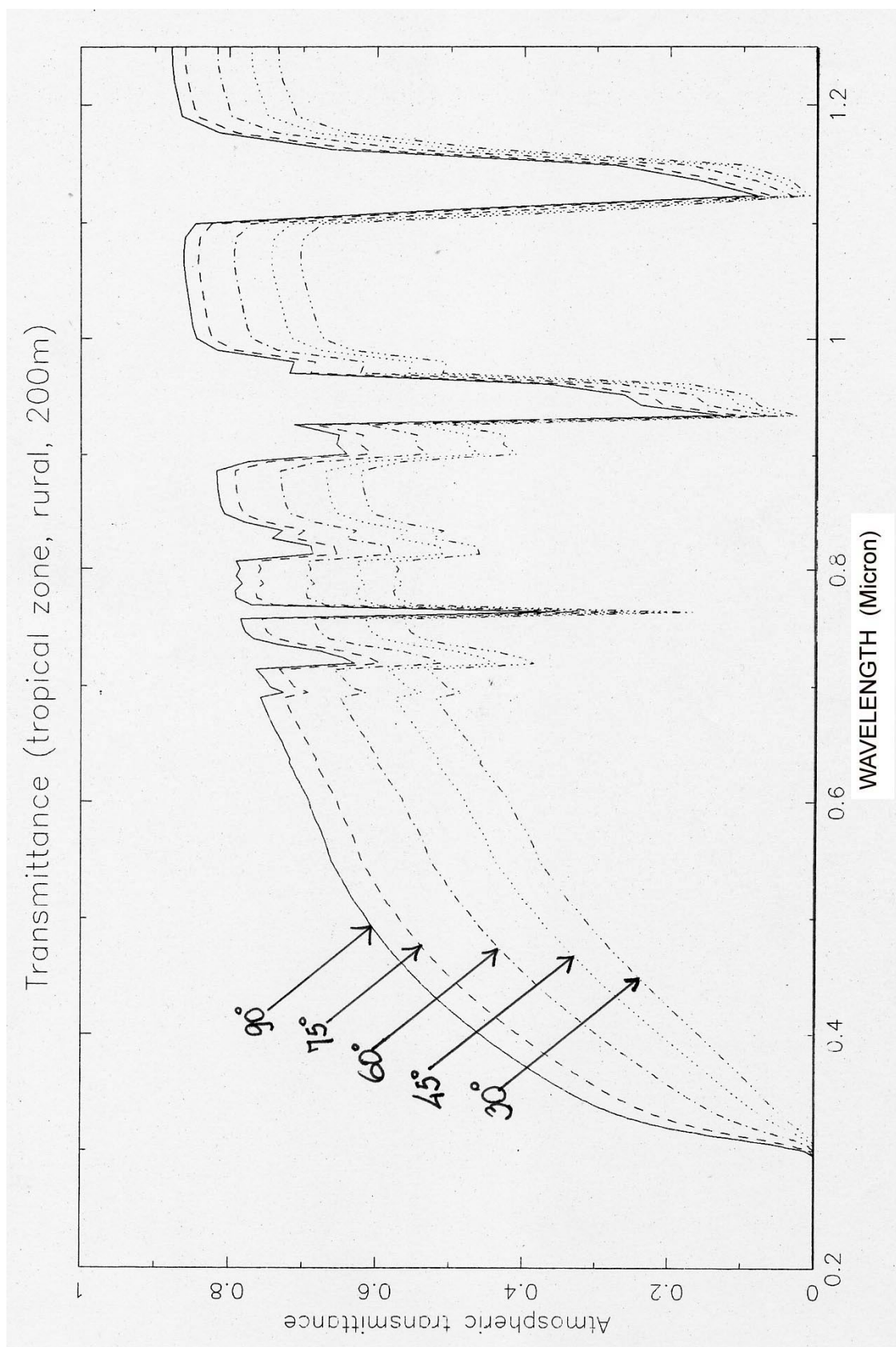


Fig. I.2.1.1 – Transmission atmosphérique théorique (modèle standard) entre 0.2μ et 1.25μ pour des régions tropicales urbaines à 200 mètres d'altitude et pour différentes hauteurs dans le ciel, de 90° à 30° (d'après Ch. Nitschelm).

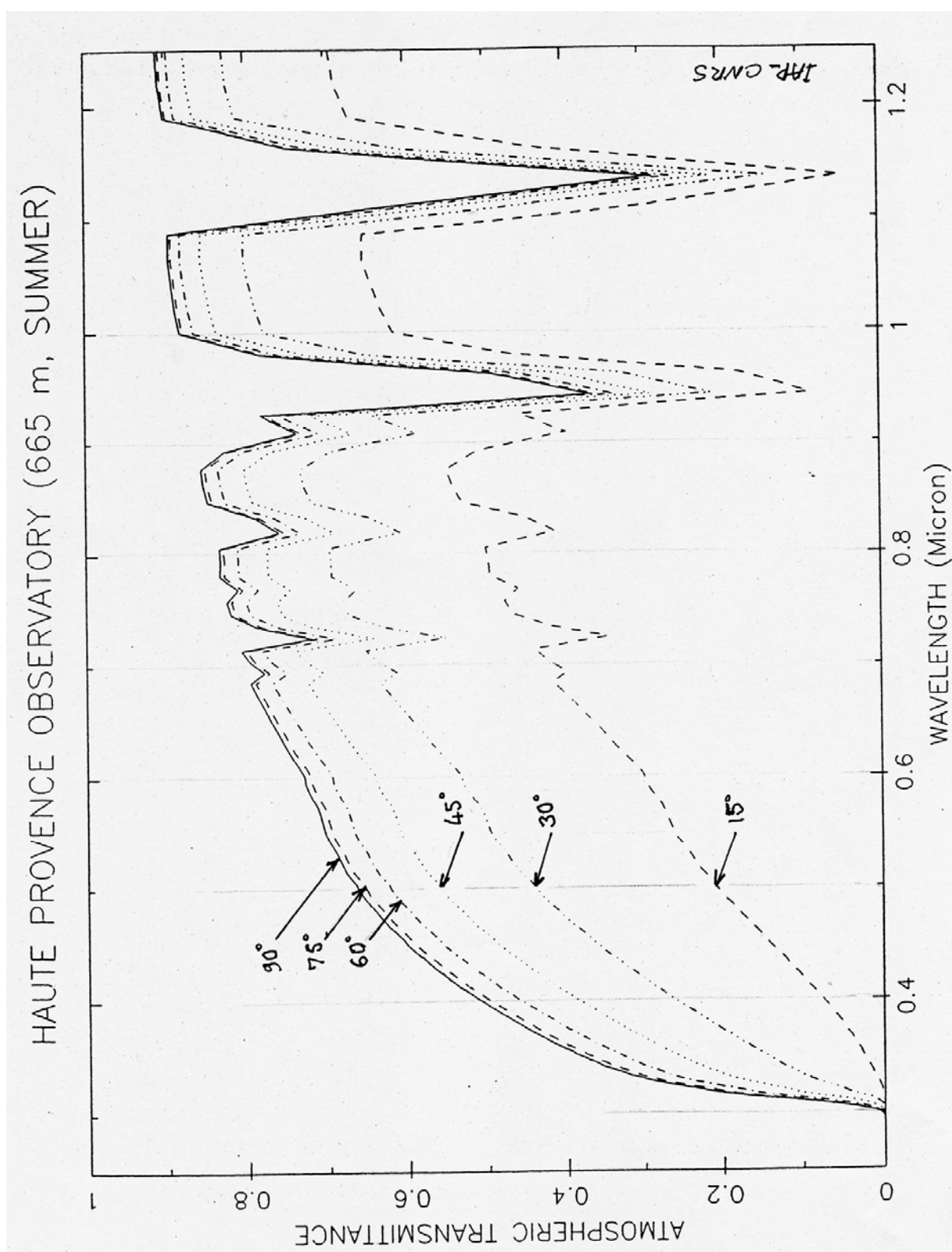


Fig. I.2.1.2 – Transmission atmosphérique entre 0.25μ et 1.25μ pour l'Observatoire d'Haute Provence (France) pendant le Printemps - Été (665 m). (d'après Ch. Nitschelm).

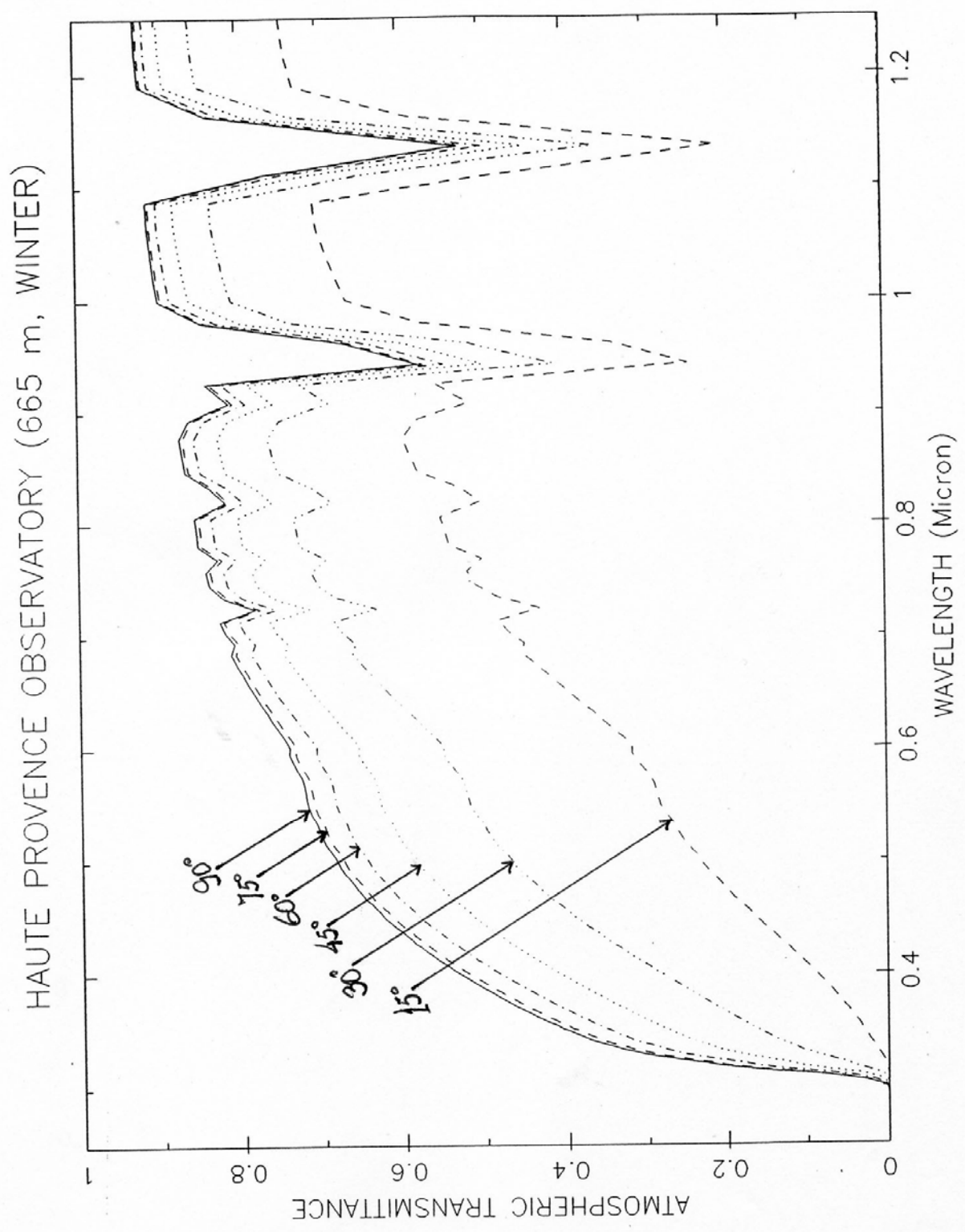


Fig. I.2.1.3 – Transmission atmosphérique entre 0.25μ et 1.25μ pour l'Observatoire d'Haute Provence (France) pendant l'Automne - Hiver (665 m). (d'après Ch. Nitschelm).

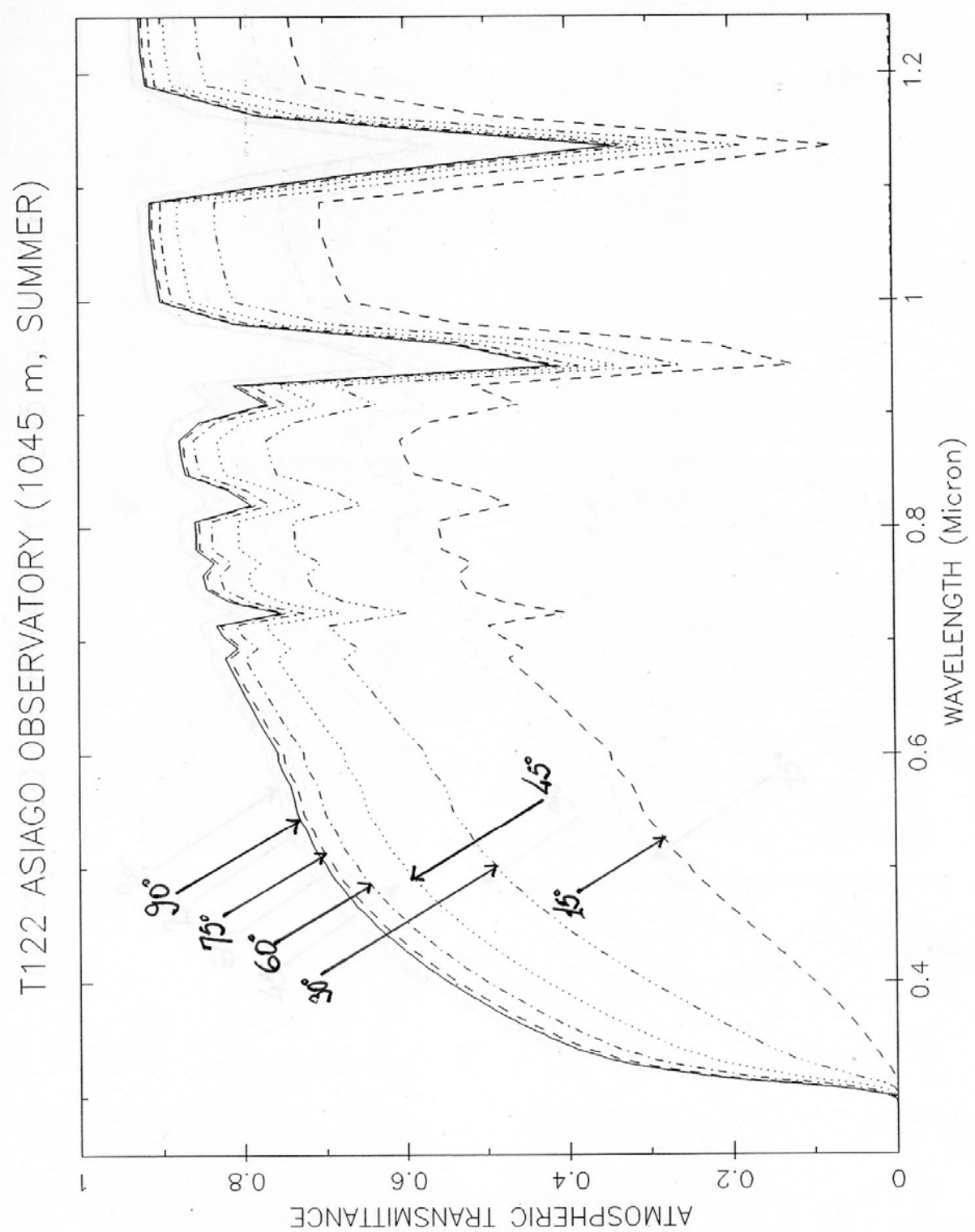


Fig. I.2.1.4 – Transmission atmosphérique entre 0.25μ et 1.25μ pour l'Observatoire Asiago (Italie) pendant le Printemps - Été (1045 m). (d'après Ch. Nitschelm).

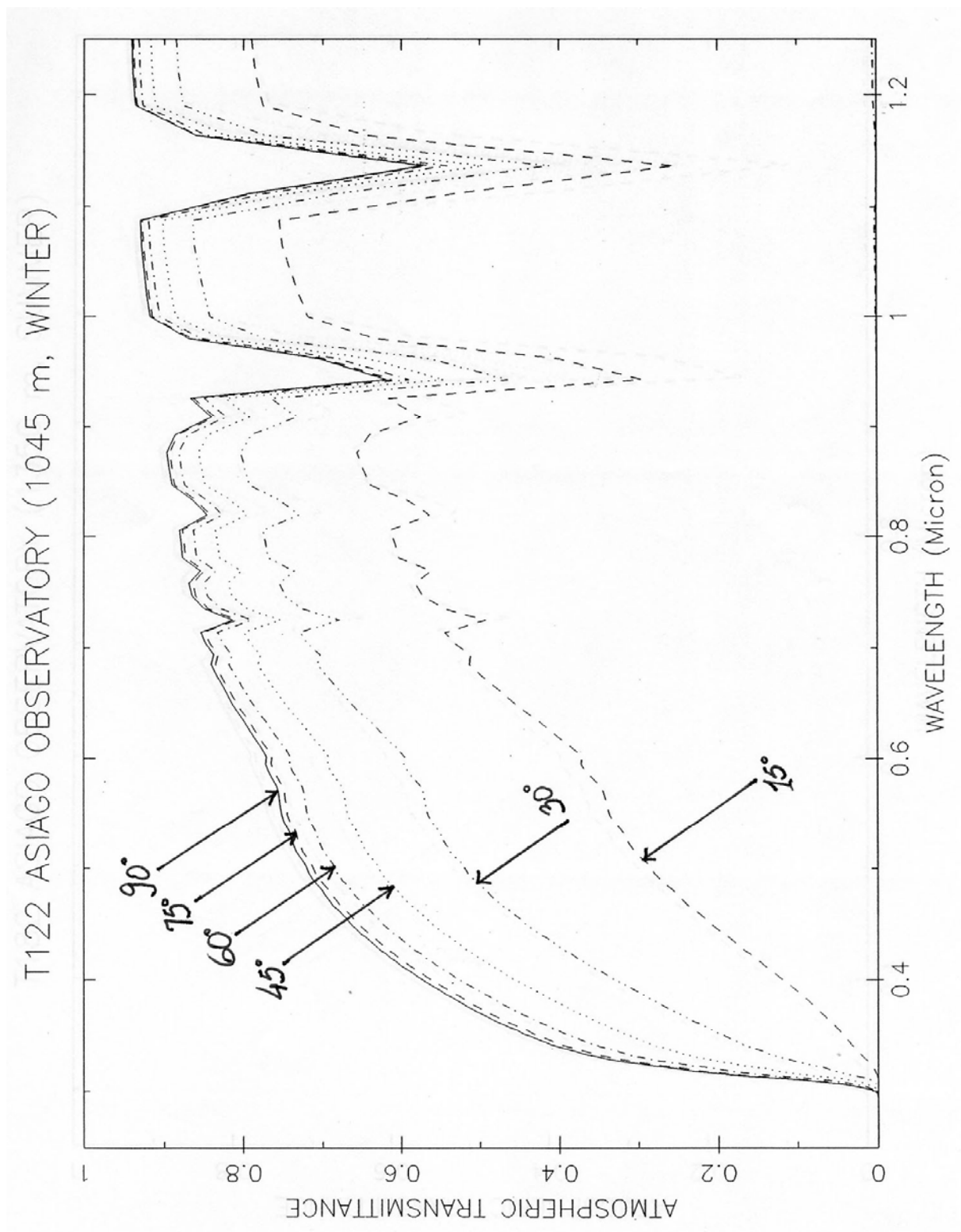


Fig. I.2.1.5 – Transmission atmosphérique entre 0.25μ et 1.25μ pour l'Observatoire Asiago (Italie) pendant l'Automne - Hiver (1045 m). (d'après Ch. Nitschelm).

I.2.2 - Effets du "Seeing"

Depuis environ le 16^{ème} siècle quand Galilée a pour la première fois utilisé son télescope pour regarder le ciel, l'homme a compris que l'atmosphère terrestre dégradait la qualité des images des astres, limitant considérablement la résolution des images, un phénomène connu de nos jours par le mot anglais "Seeing".

L'atmosphère terrestre cause un flou de l'image et une agitation d'une image déformée, qui se traduit la nuit par le scintillement des étoiles et pendant une journée de Soleil, par l'ondulation du limbe solaire, ce qui influe tout de suite sur la valeur du diamètre apparent de l'astre. Deux formes de turbulence atmosphérique sont connues:

1. la scintillation directionnelle, qui change la position apparente d'une source lumineuse (étoiles, planètes, etc.) placée au delà de l'atmosphère de la terre, et
2. un flou qui fait devenir l'image indistincte.

Cette dégradation de la qualité des images résulte des fluctuations dans l'indice de réfraction de l'air (qui dépend de la température) en fonction de sa position devant le télescope. Afin d'obtenir de meilleures conditions de seeing atmosphérique, des télescopes ont été construits aux altitudes élevées sur des emplacements où la couche d'air devant les instruments d'observation est particulièrement stable. Alors quand on parle de seeing astronomique, cela veut dire combien l'atmosphère terrestre perturbe les images des astres vus par un télescope.

En bref, les facteurs qui causent cette gêne sont la turbulence (gradient de température produisant des instabilités ; vents) et les variations de température, qui changent les propriétés optiques de l'air situé devant l'objectif (ex. : n – indice de réfraction).

Les effets sur l'image du Soleil sont, entre autres, de réduire les contrastes et la résolution, décaler la position dans le ciel, et faire varier la brillance. En plus il y a l'effet de la lumière diffusée (aérosols notamment) qui provoque la diminution du contraste des objets faibles.

La turbulence atmosphérique perçue par un télescope est le résultat du mouvement de l'air dû à la différence de la température entre le sol et l'air, dans l'air lui-même, produisant des couches et des cellules d'air aux diverses températures, qui montent et descendent graduellement. Le pire c'est quand des grandes masses d'air se déplacent devant le site d'observation.

Un site d'observation solaire doit être choisi dans un endroit avec des conditions atmosphériques les plus homogènes possibles, soit au moins au-dessus de 10 mètres du sol, soit à côté d'un lac où l'eau atténue les ondes de chaleur due à la réflexion qui, dans le cas d'un sol chauffe l'air adjacent, et chauffe beaucoup moins dans le cas de l'eau.

Une autre et forte source de turbulence est due au télescope lui-même, qui chauffe l'air contenu dans le tube et provoque la turbulence. Cela peut être réduit en enlevant tout l'air qui se trouve dans le tube en construisant ainsi un télescope sous vide tel que la tour solaire Richard Dunn à Sacramento Peak (USA).

Pour des observations d'amateur un grand écran (par exemple, carton fort ou plaque de bois mince) autour de l'objectif avant est suffisant pour ombrager le télescope. Les oscillations de la monture par vent fort, sont un autre problème. Toutes les 15 minutes il faut examiner la qualité des images prises pour mieux contrôler ce problème de la chaleur. L'air chaud devant l'objectif est également une source fréquente de turbulence ; il est pourtant recommandé de le couvrir, en dehors des prises de vue.

Il n'y a aucune règle stricte et simple. La protection du télescope contre le chauffage est habituellement une question de jugement de l'observateur et doit tenir compte des circonstances locales.

Le choix d'un site d'observations solaires a également un grand effet sur les conditions du seeing. Plusieurs campagnes d'observations doivent être faites avec différents instruments et à différentes époques de l'année en fonction du climat local. Ces campagnes sont coûteuses.

Malgré tout, les meilleurs heures de condition de seeing atmosphérique sont au lever et quelquefois au coucher de Soleil. Mais en ce qui concerne les observations solaires, plus haut est le Soleil meilleurs sont les résultats, à cause de l'effet de la réfraction différentielle (voir § 1.1). Un grand télescope n'est pas la solution pour l'observation de la forme de la chromosphère du Soleil. Cela a beaucoup à voir en fait avec le site, l'époque de l'année (saison), et les heures d'observation qui déterminent l'emplacement du Soleil dans le ciel.

1.2.3 - Contrails ("Condensation trails")

Un "contrail" est une traînée de condensation également connu sous le nom anglais de "condensation trail", en forme de cirrus et qui souvent ressemble beaucoup à la queue d'un cerf-volant, laissés surtout par des avions de lignes.

Des contrails sont donc produits aux altitudes très élevés (au-dessus de plusieurs kilomètres) où des gouttelettes d'eau se refroidissent en quelques secondes et gèlent avant de pouvoir se dissiper. Les contrails sont produits par la vapeur d'eau laissée par les échappements des gaz des avions dans la haute atmosphère de façon que si l'air environnant est assez froid (moins de -40°C), un état de saturation est atteint et les cristaux de glace se développent créant ces nuages artificielles qui se dissipent horizontalement en forme de cirrus qui ont une durée de vie de quelques minutes jusqu'à plus d'un jour, dans certains cas, toujours dépendants de l'humidité et des vents de la haute troposphère.

Ces « contrails » apparaissent dès le petit matin en produisant des effets nuisibles durant toute la journée, même avec des systèmes complexes d'optique adaptative²³. A long terme, c'est presque tout l'hémisphère Nord qui est condamné (Figures I.2.3.1/2/3/4) .

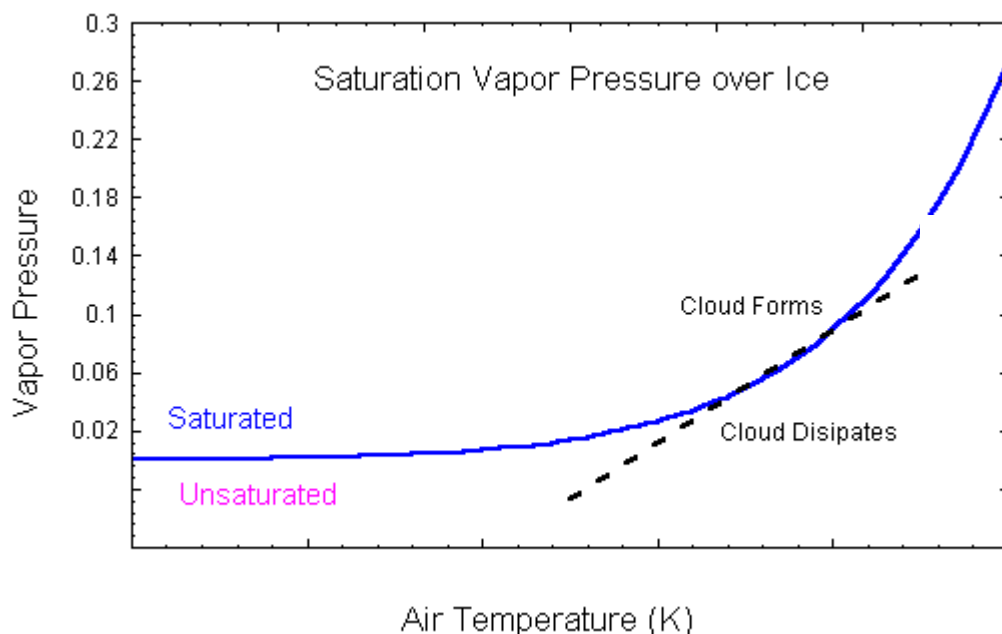


Fig. I.2.3.1 - Variation de la pression de la vapeur d'eau en fonction de la température. Le trait bleu c'est la saturation de la vapeur d'eau glacée en fonction de la température (en degrés Kelvin). Les masses d'air au-dessus de la ligne bleu sont saturées alors que au-dessous elles ne le sont pas.

Depuis quelques années, une attention particulière est portée sur les effets dûs aux traînées de condensation produites par le passage des avions à réaction. Bien entendus, ces effets ne sont pas pris en ligne de compte dans les modèles et d'ailleurs, on en parle peu. Une augmentation du taux de nuages dans un certain couloir de trafic aérien peut changer l'équilibre dû au rayonnement solaire dans cette région, réduisant l'énergie solaire qui arrive à la surface terrestre, ce qui cause un refroidissement. Par contre cela réduit aussi la perte d'énergie de la planète en produisant un réchauffement nocturne (effets de serre la nuit).

²³ Ces systèmes coûteux qui commencent à être utilisés de manière très efficace sur la tour solaire suédoise de La Palma, par exemple, ne permettent cependant pas de s'affranchir totalement de la lumière parasite, produisant un étalement dans l'image à grande distance angulaire.

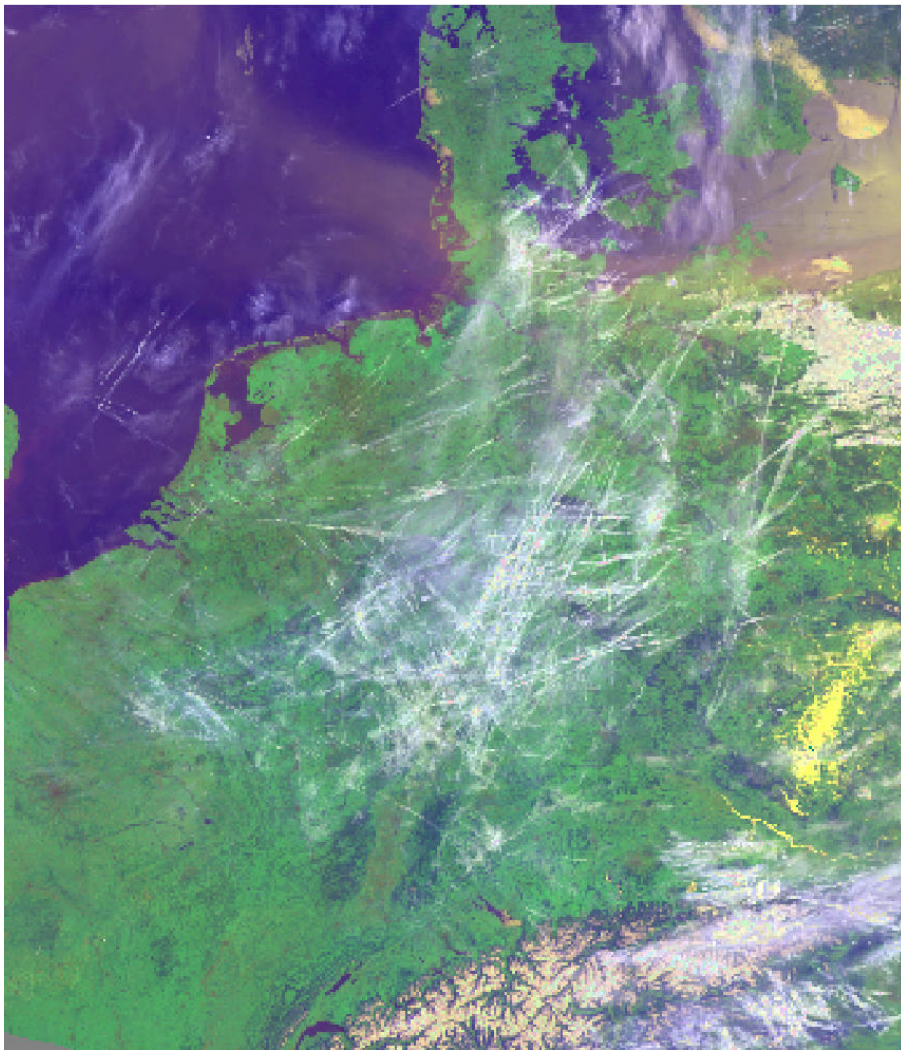


Fig. I.2.3.2 - D'après des images faites par satellites certains contrails laissées par des avions commerciaux peuvent produire des nuages étendus jusqu'à 34.000 km². Ici un exemple au dessus du nord de la France et la Belgique.

NET CONTRAIL FORCING

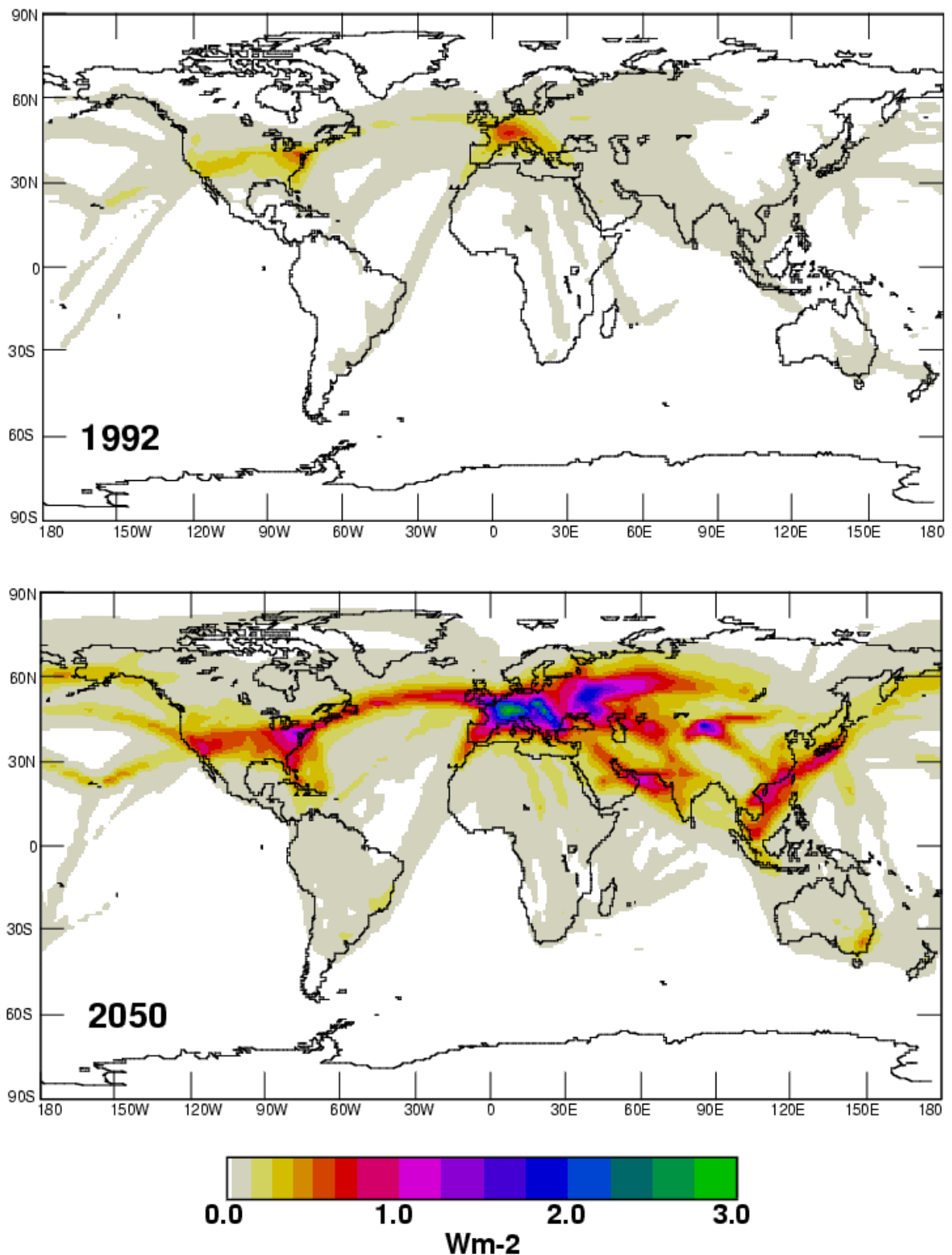


Fig. I.2.3.3 – L'étude des « contrails » est suivie sur de nombreux sites de la toile Internet, ainsi que par les Laboratoires et Instituts s'intéressant aux problèmes climatiques et météorologiques. Sur une période de 58 ans on peut clairement voir comment les contrails augmentent en intensité surtout dans l'Hémisphère Nord, sans tenir compte de la présence des cirrus.

persistent contrail coverage (2050/1), eta=0.5
linear weighting

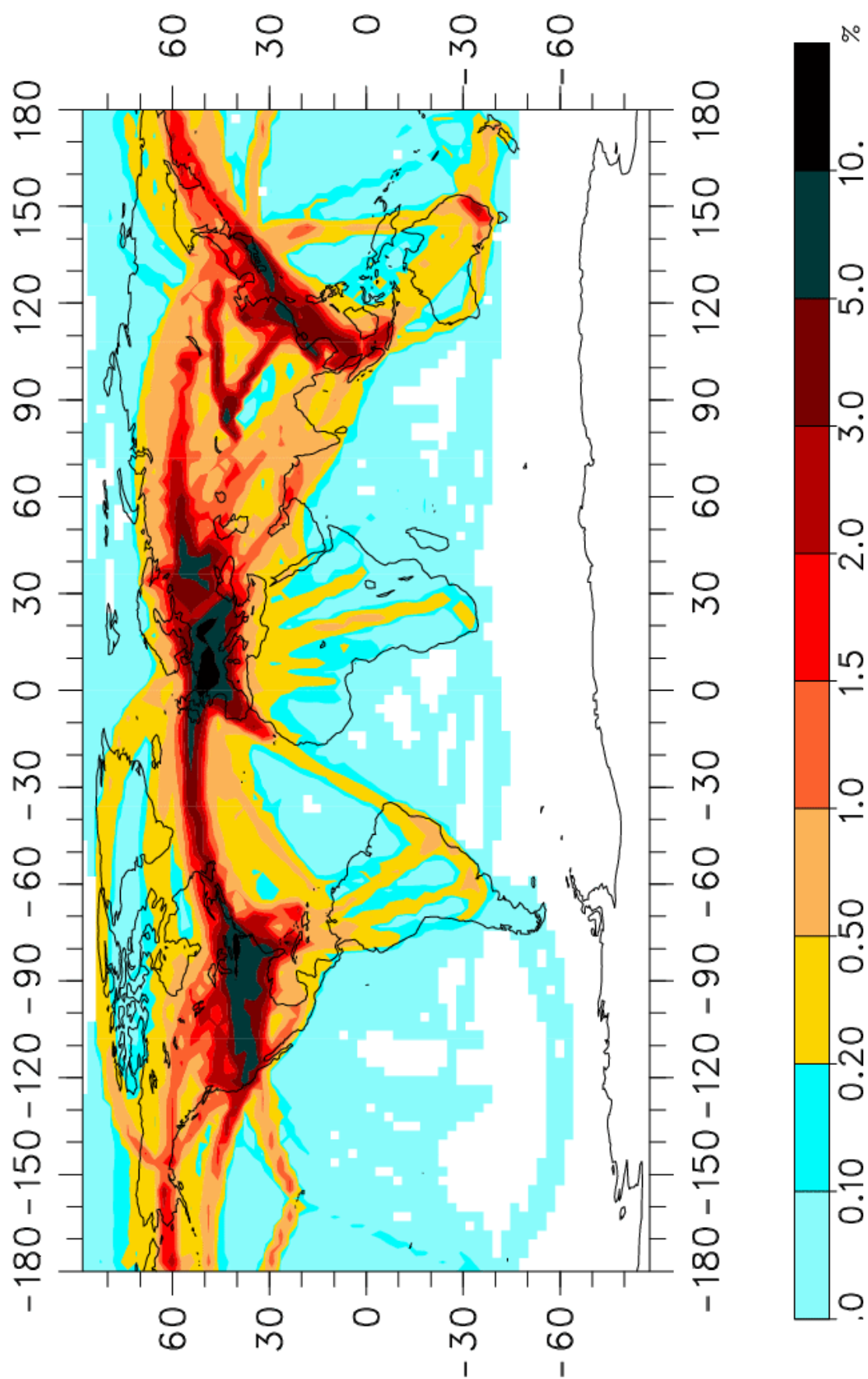


Fig. I.2.3.4

I.2.4 - Avantages des sites sub-tropicaux et cas particulier de l'Angola.

Comme l'un des buts de notre travail est de développer une station d'observation solaire mieux adaptée à l'observation et la surveillance du Soleil, il est intéressant d'examiner les avantages et les inconvénients des sites sub-tropicaux et plus particulièrement le cas de l'Angola.

L'**Angola** est un pays du sud-ouest de l'Afrique. Bordée par la République du Congo au nord, la République Démocratique du Congo au nord et à l'est, la Zambie à l'est, la Namibie au sud, et l'océan Atlantique à l'ouest.

Les longitudes des sites qui ont été considérés²⁴ les placent assez près des longitudes de la France ou de l'Angleterre. En fait l'Angola voit le Soleil se lever environ 1 heure plus tôt qu'à Paris. Des observations solaires par exemple pourraient donc judicieusement s'intégrer dans des programmes d'observation menés en France (Observatoire de Meudon et du Pic du Midi/ Toulouse par exemple). C'est particulièrement vrai pour de longues séquences temporelles, car l'ensoleillement à Luanda est bien supérieur à celui de la France. Il est aussi bien établi que les latitudes Nord sont très affectées par les **traînées de condensation** (les "contrails") des avions des nombreuses lignes aériennes, ce qui gêne les observations diurnes, surtout le matin. Ainsi, il n'est pas rare de voir passer un avion devant le disque solaire durant des observations à Meudon et aussi au Pic du Midi.

De plus il faut considérer les effets nuisibles de la civilisation avec le problème de la profondeur du ciel nocturne, en ce que concerne évidemment la **pollution lumineuse** (figure I.2.4.1), car l'observatoire à développer aurait évidemment des activités nocturnes.

²⁴ Luanda et Tchivinguiro (Lubango). Voir Chapitre III.1 et 2.

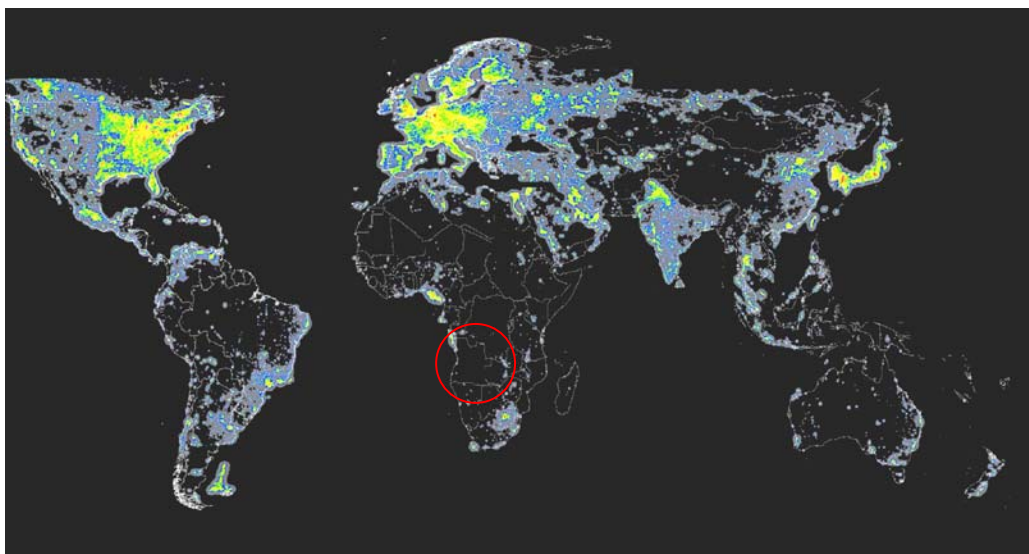


Fig. I.2.4.1 - Carte montrant la pollution lumineuse dans le Monde, d'après la NASA et les Associations spécialisées. En ce qui concerne les pays où des Observatoires peuvent encore être érigés, noter la place enviable qu'occupe le sud de l'Angola (cercle rouge). Le site de Tchivinguiro ne comporte pratiquement aucune trace de pollution lumineuse.

Les observations astronomiques modernes (imagerie et spectroscopie à haute résolution) dites de « ciel profond », exigent les ciels les plus « noirs » possibles et la pollution par les lumières artificielles des villes, voir Figure, des villages et concentrations industrielles, est une raison majeure de difficultés pour ces observations. Il ne faut pas négliger évidemment les problèmes de qualité d'images même si l'accès au proche infrarouge permet aujourd'hui l'obtention au sol d'images de qualité. Dans un premier temps, il n'est d'ailleurs pas dit que ce critère soit à considérer en priorité. La lutte contre la pollution lumineuse est devenue ainsi une priorité fondamentale non seulement pour les grands Observatoires astronomiques internationaux (voir l'expérience de l'Observatoire nationale des USA à Kitt Peak-Arizona et les lumières de la ville de Tucson), mais aussi pour les nombreux amateurs (tourisme scientifique, etc.) qui se déplacent souvent très loin pour accéder à un site de qualité.



Figure I.2.4.2 - Carte de l'Angola, d'après « Encarta ». Notez les villes de Luanda et de Lubango (flèches rouges) qui sont 2 centres universitaires importants situés près de la côte. Le site sélectionné de Tchivinguiro à environ 40 km au sud-ouest de Lubango est situé au plus près du désert de Namib, tout en restant sur le plateau continental.

L'Angola est situé aux latitudes sub-tropicales (figure I.2.4.2, Luanda, la capitale, est à une latitude de -08 degrés) mais bénéficie d'un climat très particulier. On ne parle ici que de la bande située près de la côte atlantique remontée en permanence par le fameux courant froid de Benguela qui est responsable du climat désertique dans la partie Sud. Cette situation rappelle évidemment le cas remarquable du Chili où sont implantés les principaux grands Observatoires de l'hémisphère austral. Une 1^{ère} mission²⁵ effectuée dans cette région pour y trouver un bon site, s'est évidemment intéressée à cette région tout en recherchant un site situé suffisamment en altitude (plateau à environ 1800 m), comme cela est requis pour tous sites «astro» modernes. D'après les cartes et photos satellites, toute cette région bénéficie d'une longue saison sèche et d'une courte saison de pluies. On a exclu le désert de Namib, quelque peu pollué par les **aérosols** continentaux et maritimes.

²⁵ Mission effectuée à la suite des observations d'éclipse du 4 déc. 2002, par S. Koutchmy, J. Mouette, Th. Legault, Ch. Viladrich et des membres de l'UAN, d'étude de site à Luanda et, surtout, Tchivinguiro (en coopération avec la Faculté des sciences de l'UAN et le Centre agronomique).

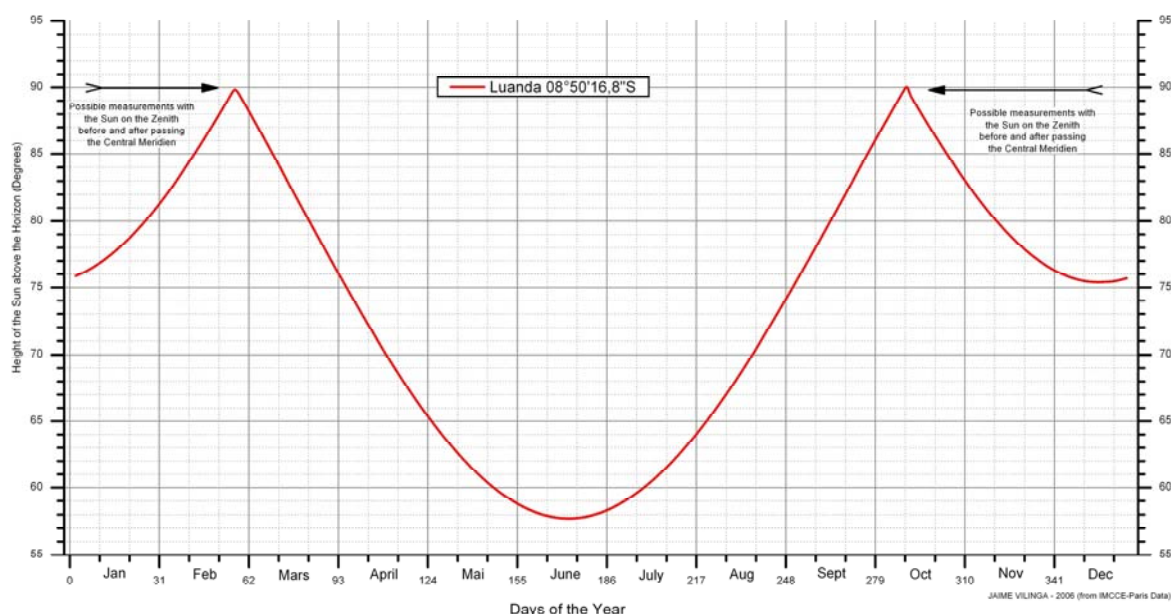


Figure I.2.4.3 – Ce graphique montre la hauteur du Soleil sur l'horizon durant une année au moment du passage au méridien central pour Luanda 08°50'16.8"S avec la

Durant l'été austral, la situation est très souvent anti-cyclonique avec un ciel complètement dégagé au dessus de la région de Lubango. Le changement s'opère lorsqu'on s'approche de la région de Huambo située beaucoup plus à l'intérieur des terres. Huambo est bien plus arrosé et plus propice à l'agriculture, malgré la présence de la montagne la plus haute de l'Angola, "Morro do Moco – 2620 m".

La hauteur du Soleil dans le ciel au dessus de l'horizon joue en rôle capital dans les observations. Plus le Soleil est haut dans le ciel, moins épaisse est la couche d'atmosphère que la lumière doit traverser et plus petit est l'effet de la réfraction différentielle²⁶ qui joue un rôle primordial pour l'étude de la forme du Soleil. La courbe du graphique ci-dessus (Figure I.2.4.3) montre que le Soleil à Luanda atteint le Zénith deux fois par an à l'heure du passage au méridien.

Par ailleurs à Luanda le Soleil est beaucoup plus haut sur l'horizon durant une grande partie de la journée. Ceci est primordial pour obtenir de longues séquences temporelles en vue d'étudier différents phénomènes révélant l'activité solaire : éruptions, flares, activation et disparition des filaments, des protubérances, etc.

I.3 - Filtrogrammes et spectrohéliogrammes

Sur la plupart des spectrohéliogrammes (SH) on ne voit pas le disque photosphérique du Soleil, car ces images sont faites exactement au centre de la raie

²⁶ Voir Chapitre I.1.1 – Problématique de la réfraction différentielle (RD) produite dans l'atmosphère terrestre.

(figure I.3.1 et I.3.2) chromosphérique qui est optiquement épaisse sur le disque et jusqu'au delà du bord photosphérique. Par conséquent on n'a pas une référence précise sur laquelle on peut faire une mesure relative de l'épaisseur de la chromosphère.

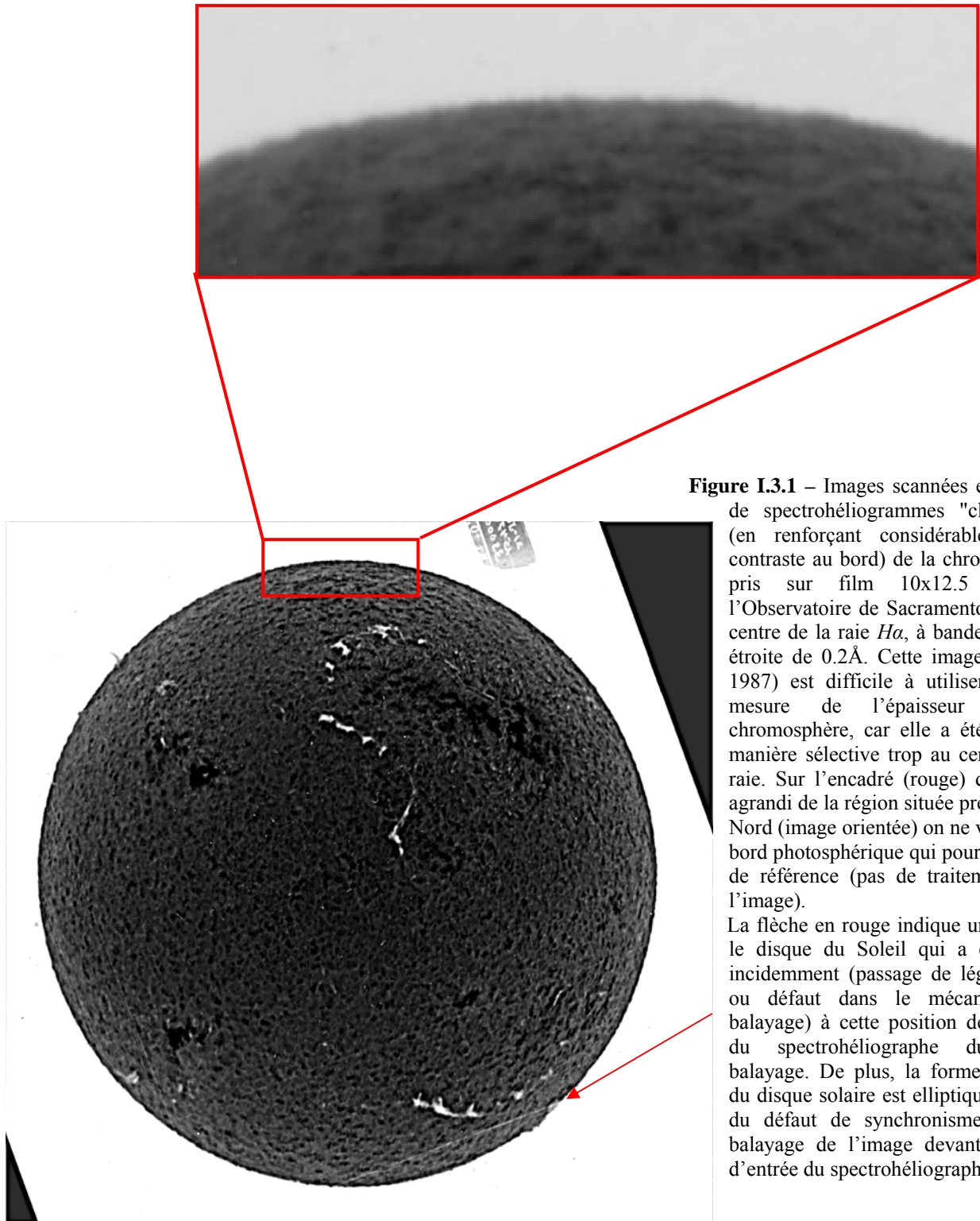


Figure I.3.1 – Images scannées en négatif de spectrohéliogrammes "classiques" (en renforçant considérablement le contraste au bord) de la chromosphère pris sur film 10x12.5 cm² à l'Observatoire de Sacramento Peak au centre de la raie $H\alpha$, à bande passante étroite de 0.2Å. Cette image (21 juin 1987) est difficile à utiliser pour la mesure de l'épaisseur de la chromosphère, car elle a été faite de manière sélective trop au centre de la raie. Sur l'encadré (rouge) d'un bord agrandi de la région située près du pôle Nord (image orientée) on ne voit pas le bord photosphérique qui pourrait servir de référence (pas de traitement dans l'image).

La flèche en rouge indique un trait sur le disque du Soleil qui a été laissé incidemment (passage de léger nuage ou défaut dans le mécanisme du balayage) à cette position de la fente du spectrohéliographe durant le balayage. De plus, la forme générale du disque solaire est elliptique à cause du défaut de synchronisme lors du balayage de l'image devant la fente d'entrée du spectrohéliographe.

Ceci est bien montré à l'aide de balayages (coupes) au bord réalisés sur les spectres de NSO/Sac Peak Obs. (voir Chapitre II.1.2 – Quelques résultats). Par ailleurs,

comme indiqué plus loin, les SH ont une distorsion d'origine instrumentale, par nature. Pour la chiffrer nous avons étudié de bons SH obtenus à NSO/Sac Peak. L'ellipticité apparente est mesurée par ex. avec le rapport $\frac{(\Phi_M - \Phi_m)}{\langle \Phi \rangle}$ où Φ_M et Φ_m sont les diamètres apparents maximum et minimum (directions arbitraires) et $\langle \Phi \rangle$ le diamètre moyen des images du disque.

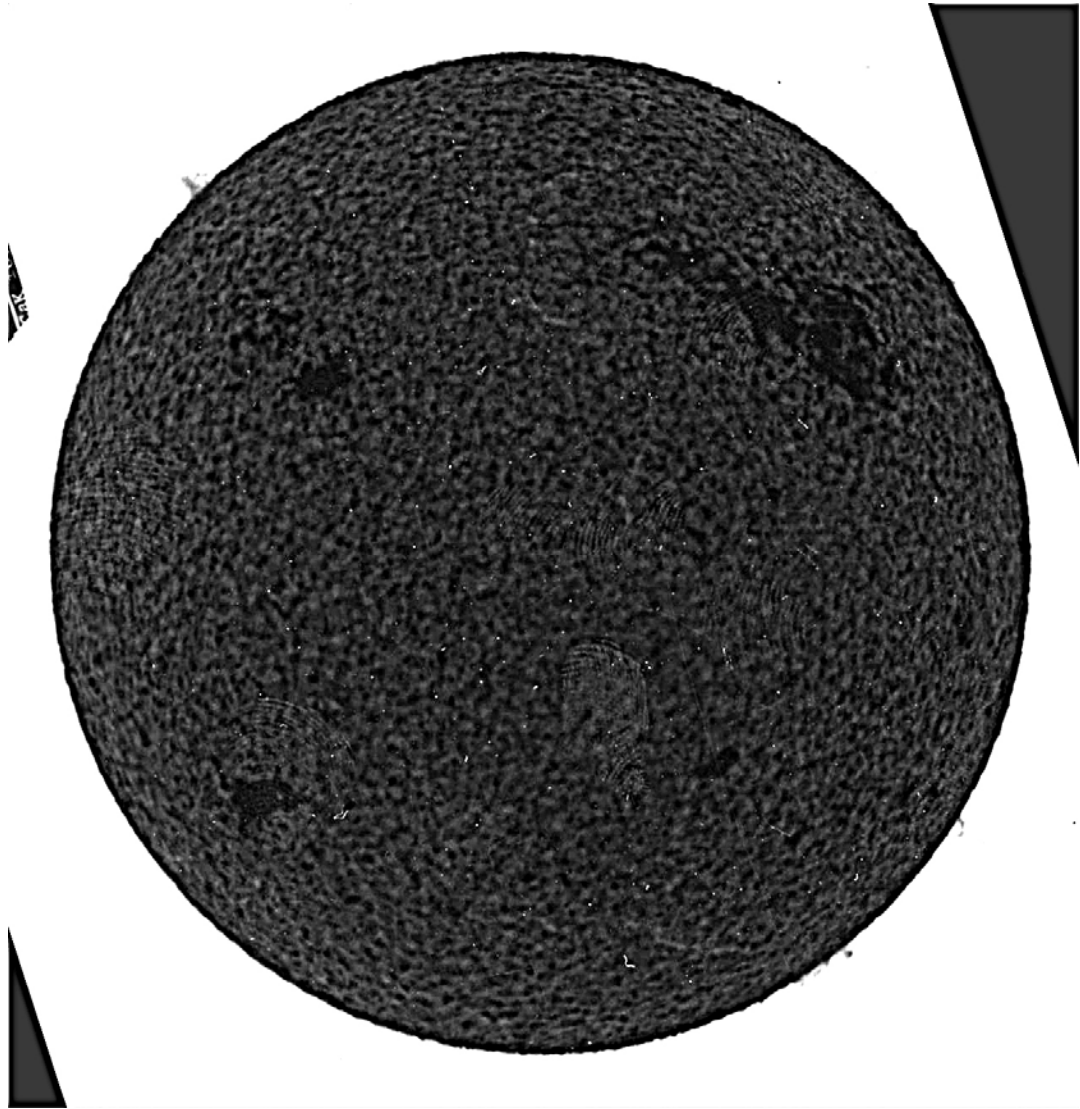


Figure I.3.2 – Images scannées en négatif (en renforçant considérablement le contraste au bord) de spectrohéliogrammes "classiques" de la chromosphère pris sur film 10x12.5 cm² à l'Observatoire de Sacramento Peak (USA), à bande passante étroite, au centre de la raie *Ca II K3* à la même heure et date que l'image I.3.1. Il est difficile de faire une mesure de l'épaisseur de la chromosphère parce qu'on n'a pas une référence entre le bord photosphérique et la chromosphère et que, aussi, une distorsion (image "elliptique") est présente dans l'image.

L'ellipticité peut atteindre 10% ! Ceux qui sont réalisés actuellement à l'Observatoire de Meudon sont beaucoup plus précis ; la distorsion y est de l'ordre de 1% seulement (Mein, P. and Ribes, E., 1990). Cette erreur s'approche de celle des bons filtrogrammes (images obtenues à l'aide d'un filtre de Lyot ou à l'aide de filtres

interférentiels) et cette distorsion est souvent corrigée à l'aide d'algorithmes plus ou moins élaborés, comme à Sac Peak (ISOON) et Big Bear (USA), voir dans la partie "Chapitre II.2 – Évaluation des méthodes coronagraphiques". Il est évidemment impossible de mesurer une éventuelle ovalisation réelle de la chromosphère sur des images corrigées à l'aide de l'informatique.

D'autres erreurs de mesure sur les SH et les filtrogrammes sont produites par les effets de résolution finie (fente d'entrée du spectrohéliographe, qualité des images, agitation des images, etc.), de lumière diffusée (erreur sur les intensités) et, surtout, de distorsion géométrique systématique (d'origine instrumentale et d'origine atmosphérique).

La collimation (figure I.3.3) est une propriété fondamentale des optiques et elle pose des problèmes pour les mesures précises de positions dans les images, si les optiques ne sont pas très exactement alignées. L'objet, dans ce cas le Soleil, va présenter un bord plus allongé que l'autre, et une image plus au moins floue ; il est donc impossible de réaliser une mesure photométrique précise au bord, ou tout au moins, une erreur difficile à évaluer est introduite.

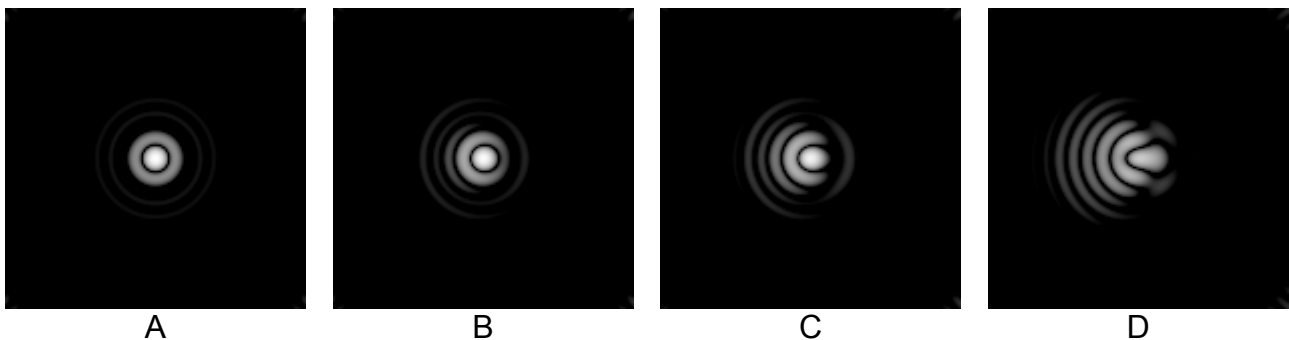


Figure I.3.3 – Quand les optiques d'un instrument sont bien alignées la collimation est parfaite (A), et on voit le premier anneau de diffraction autour du centre de l'astre (objet ponctuel) parfaitement complet et uniforme. Si l'anneau autour du disque central n'est pas uniforme (B), ou s'il est incomplet (C et D), alors les optiques de cet instrument doivent être co-alignées. Pour le Soleil, si l'instrument a une mauvaise collimation, on risque de mesurer qu'il est allongé alors qu'il s'agit en réalité d'un effet de distorsion instrumentale. Bien évidemment, le Soleil étant un objet très étendu (32' environ) par rapport à un objet ponctuel, cet effet est très sensible en dehors de l'axe optique et se conjugue avec d'autres aberrations (astigmatisme ; coma ; distorsion, etc.)

Une autre source de distorsion dans les SH est due à ce qu'ils sont faits par balayage (figure I.3.1/2), procédé utilisé pour réaliser les spectrohéliogrammes en faisant défiler l'image du Soleil de manière plus ou moins synchrone devant la fente d'entrée d'un spectrographe tout en déplaçant le détecteur qui reconstruit l'image, ce qui provoque des distorsions dans le champ introduites par l'instrument qui assure ces balayages. Le spectrographe n'est pas conçu pour faire des images mais pour faire des spectres. Il faut donc considérer les irrégularités de défilement de l'instrument qui ne suit pas parfaitement le mouvement du Soleil dans le ciel. Une méthode prometteuse déjà utilisée consiste à mettre tout (télescope et

spectrographe) sur une monture équatoriale et à utiliser le mouvement diurne pour balayer l'image, tout le dispositif restant stationnaire (méthode utilisée par Ph. Rousselle).

Les filtrogrammes manquent de résolution, à cause de l'agitation et du trouble atmosphérique ; les bonnes images sont faites souvent le matin, quand le "seeing" est bon (absence de turbulence due au chauffage par les rayons solaires). Mais avec un Soleil bas, c'est la réfraction atmosphérique qui est importante (voir Chapitre I.1 – La réfraction atmosphérique). A midi le Soleil est plus haut et la dispersion atmosphérique plus faible mais les images sont moins bonnes. Avec un Soleil bas, l'atténuation atmosphérique est également plus grande (effet des masses d'air, voir graphique sur la figure I.2.1.1 (Chapitre I.2.1 - Transmissions Atmosphériques pour différentes hauteurs du Soleil). Il est donc très difficile de faire des mesures optimales sur le diamètre solaire, en général, et c'est plus difficile encore dans les sites de hautes latitudes géographiques.

À l'Observatoire de Meudon (Paris – France), une méthode intéressante a été introduite depuis plusieurs années pour mieux "voir" la chromosphère et les protubérances: un masque circulaire de densité constante ($d=0.9$) est utilisé pour produire des SH "surexposés" pour bien montrer les protubérances en KCall et en H α ²⁷. Le pourtour du masque est une référence non affectée par la distorsion (réfraction) atmosphérique, comme dans le cas du disque occulteur interne des coronographes, alors que pour mesurer la chromosphère, c'est le disque photosphérique qu'il faudrait prendre comme référence, car le bord photosphérique est alors affecté exactement de la même manière que le bord chromosphérique par l'atmosphère terrestre et c'est donc la vraie référence pour mesurer un phénomène d'origine solaire (on fait évidemment l'hypothèse que le disque photosphérique est parfait, ou, tout au moins, que son aplatissement²⁸ est négligeable), c'est-à-dire en dehors de l'atmosphère terrestre.

De plus, d'autres sources de distorsions de l'image d'origine photosphérique peuvent être introduites au niveau du détecteur (vignettage, défaut d'éclairement homogène, défaut de gain uniforme ...) qui n'est pas parfait, même si des étalonnages sont réalisés.

²⁷ Ceci permet de réduire la lumière du disque qui est alors exposé correctement, et rendre comparable son niveau avec celui de la chromosphère et des protubérances.

²⁸ L'aplatissement du disque photosphérique est d'origine gravitationnelle, il est dû à la rotation de la surface solaire et dû aussi au moment quadrupolaire : c'est un affaiblissement de la gravité à l'équateur, dû à la rotation (force centrifuge) qui produit un très léger allongement des régions équatoriales, d'environ 10 msec d'arc sur le rayon, (d'après Stix, M., in "The Sun – An introduction", Astronomy & Astrophysics Library, Springer, 279-281, 1989 – L'affaiblissement de la gravité à l'équateur est évaluée à $\frac{\Delta r}{r_{\odot}} = \frac{1}{2} \frac{\Omega^2 r_{\odot}}{g_{\odot}} + \frac{3}{2} J_2 =$

1.04×10^{-5} , avec r_{\odot} le rayon moyen du disque solaire photosphérique, $\Omega = \frac{2\pi}{T_s} = 2.87 \times 10^{-6}$ la vitesse

angulaire, $T_s = 25.38$ jours (sidéral), $g_{\odot} = Gm_{\odot}/r_{\odot}^2$ la gravité et J_2 le moment quadrupolaire). Mesures et évaluations théoriques sont en accord. Cet effet est tout à fait négligeable dans le contexte des mesures de la chromosphère. L'allongement polaire de la chromosphère est au moins 100 fois plus grand que celui de la photosphère à l'équateur !

L'ensemble de ces défauts font que l'on a renoncé à utiliser des SH pour faire des mesures de l'ovalisation de la chromosphère et même des mesures de l'épaisseur de la frange chromosphérique (problème dû à l'absence de référence photosphérique) Dans l'avenir le problème de la référence pourrait être résolu en introduisant durant les balayages, un peu de lumière du disque.

Sur les filtrogrammes moins spectralement sélectifs, le bord photosphérique est détectable et les défauts de distorsion sont moins importants (souvent de/ou inférieur à 1%) ce qui permet d'aborder sérieusement des mesures, voir "Chapitre II.2 – Mesures précises de l'épaisseur de la chromosphère : premiers résultats".

Sur le plan historique, il est néanmoins intéressant de remarquer que l'épaisseur plus grande de la chromosphère aux pôles vers le minimum d'activité a été remarquée visuellement à l'aide d'une méthode genre SH (Secchi, S.J., 1877), en se concentrant sur les bords du Soleil (Beckers, 1964).

Cette méthode visuelle pourrait aujourd'hui trouver une application avec l'aide des cameras CCD rapides à condition de disposer d'un spectrographe au foyer d'un télescope solaire et d'un dispositif qui permettrait de faire tourner autour de l'image du disque, la fente d'entrée disposée tangentiellement. Cet instrument n'existe pas.

I.4 - Variations annuelles de l'angle de position p ; de la Latitude héliographique B

Pour mesurer soit l'aplatissement soit l'allongement de la chromosphère solaire, il faut tout d'abord tenir compte de l'orientation de l'image du Soleil. Deux mouvements sont considérés pour les repères. L'axe Nord-Sud solaire tourne d'un angle de presque 180° au long de sa trajectoire dans le ciel, du lever au coucher. Au lever de Soleil il est presque parallèle à l'horizon (direction est-ouest) avec le nord pointé vers le nord terrestre. Au passage du méridien, il coïncide approximativement avec le nord-sud terrestre et le soir il revient à la position horizontale, parallèle à l'horizon. De toute façon il faut introduire des corrections pour obtenir le véritable axe nord-sud solaire à cause du mouvement annuel de la Terre autour du Soleil.

L'angle de position P (annexe A.5.2) de l'extrémité nord de l'axe de rotation du Soleil, est compté positivement dans le sens trigonométrique vers l'est à partir du Point Nord apparent du disque solaire, atteignant deux positions extrêmes $P = \pm 26^\circ,32$, de l'axe PN-PS au cours de l'année (figure I.4.1).

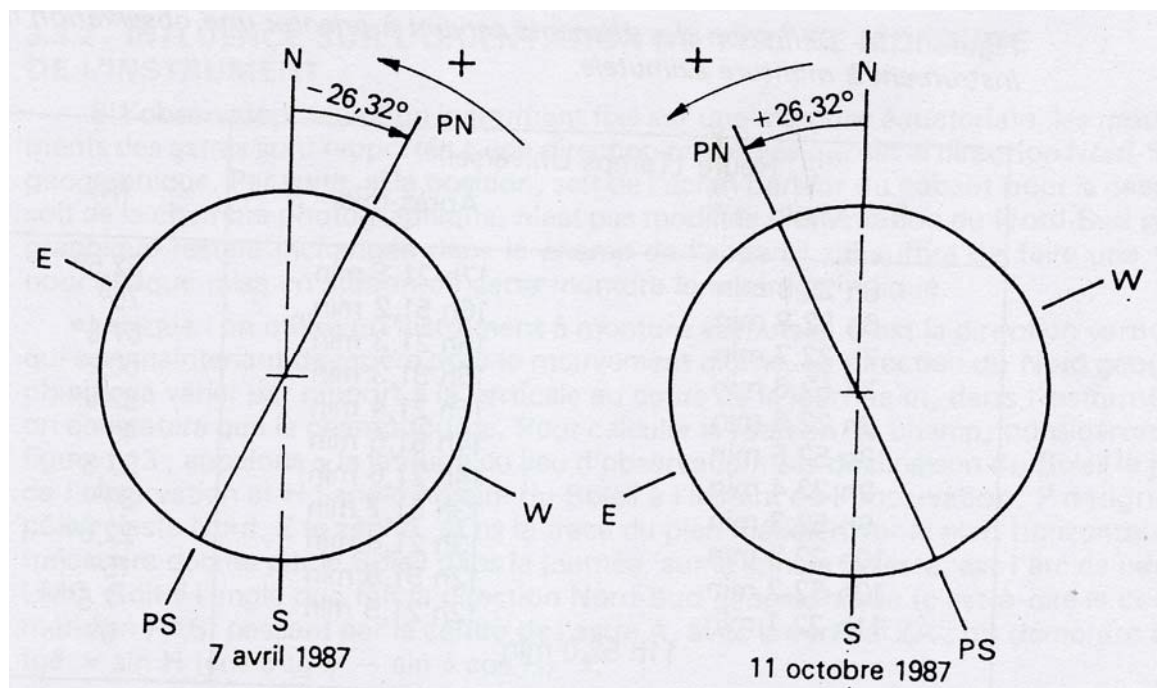


Fig.I.4.1 – Détermination de la direction de l'axe de rotation du Soleil, en fonction du Nord-Sud géographique.

Cette variation de la direction de l'axe polaire du Soleil est due en réalité au mouvement apparent de la direction nord-sud solaire par rapport à la verticale au cours de la journée.

La latitude héliographique²⁹ B est une variation saisonnière du centre du disque solaire, vu à partir de la Terre. Cette latitude héliographique varie entre 0° et 7° .

Les angles P et B servent à la réduction des observations physiques du Soleil.

²⁹ La latitude héliographique est l'axe de rotation du Soleil qui varie en position par rapport au plan de l'elliptique.

I.5 Travaux historiques et autres travaux en rapport avec la forme de l'enveloppe chromosphérique.

Plusieurs observations effectuées dans le passé montrent que (les auteurs n'ont pas porté attention aux circonstances) l'épaisseur de la chromosphère aux pôles est systématiquement plus grande qu'à l'équateur. Les dessins de Secchi, 1877 d'après des observations visuelles montrent bien ça. Plus tard sur des plaques photographiques (Roberts, 1946 ; Fracastoro, 1948 ; Athay, 1959 ; Dunn, 1960) et récemment avec des moyens modernes et cameras CCD (Johannesson & Zirin, 1996 ; Auchère et al., 1998 ; Zhang et al., 1980 ; Georgakilas et al., 1999, Vilinga & Koutchmy, 2005 ; Filippov, Koutchmy & Vilinga, 2006) y compris des méthodes numériques (digital) de mesures précises pour confirmer l'extension chromosphérique aux pôles.

D'autres mesures, complètement différentes qu'en $H\alpha$, vont confirmer que la chromosphère est étendue :

- Dans le domaine radio, du sub-millimétrique au centimétrique, durant les éclipses du Soleil (Clark, 1992) voir figure I.5.1 ;
- Dans le domaine des X-EUV, surtout grâce au travail de Daw, DeLuca et Golub (1995) qui ont analysé la frange d'absorption du rayonnement coronal au bord. Les images récentes en EUV obtenues avec TRACE (ex. passage de la planète Mercure près du bord du Soleil) illustrent également cet effet, voir les figures I.5.2/a/b.
- Des spicules polaires ont été observés en EUV avec l'instrument SUMER de SoHO en utilisant un spectrographe à fente tangentielle au bord solaire, à plusieurs altitudes ($< 22''$). Les spectres à des longueurs d'onde de 748 à 792Å pris simultanément montrent des raies spectrales formées aux températures de la chromosphère, de la région de transition et de la couronne. Les spicules grossissent dans les directions verticale et horizontale jusqu'à une largeur de 10-20" correspondant à des températures de 1 à $2 \cdot 10^5$ K, voir figure I.5.3.

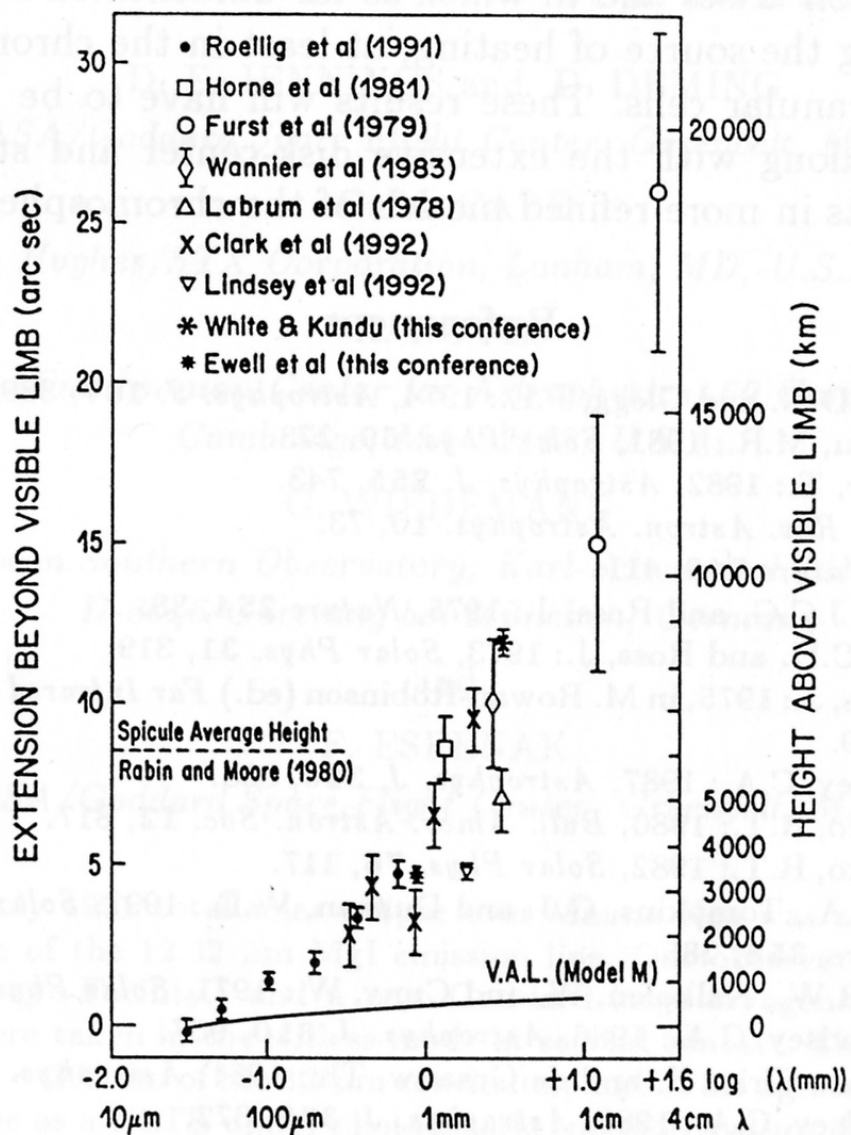


Figure I.5.1 – Résumé des mesures sur l'extension du limbe solaire en fonction de la longueur d'onde (Clark et al., 1992).

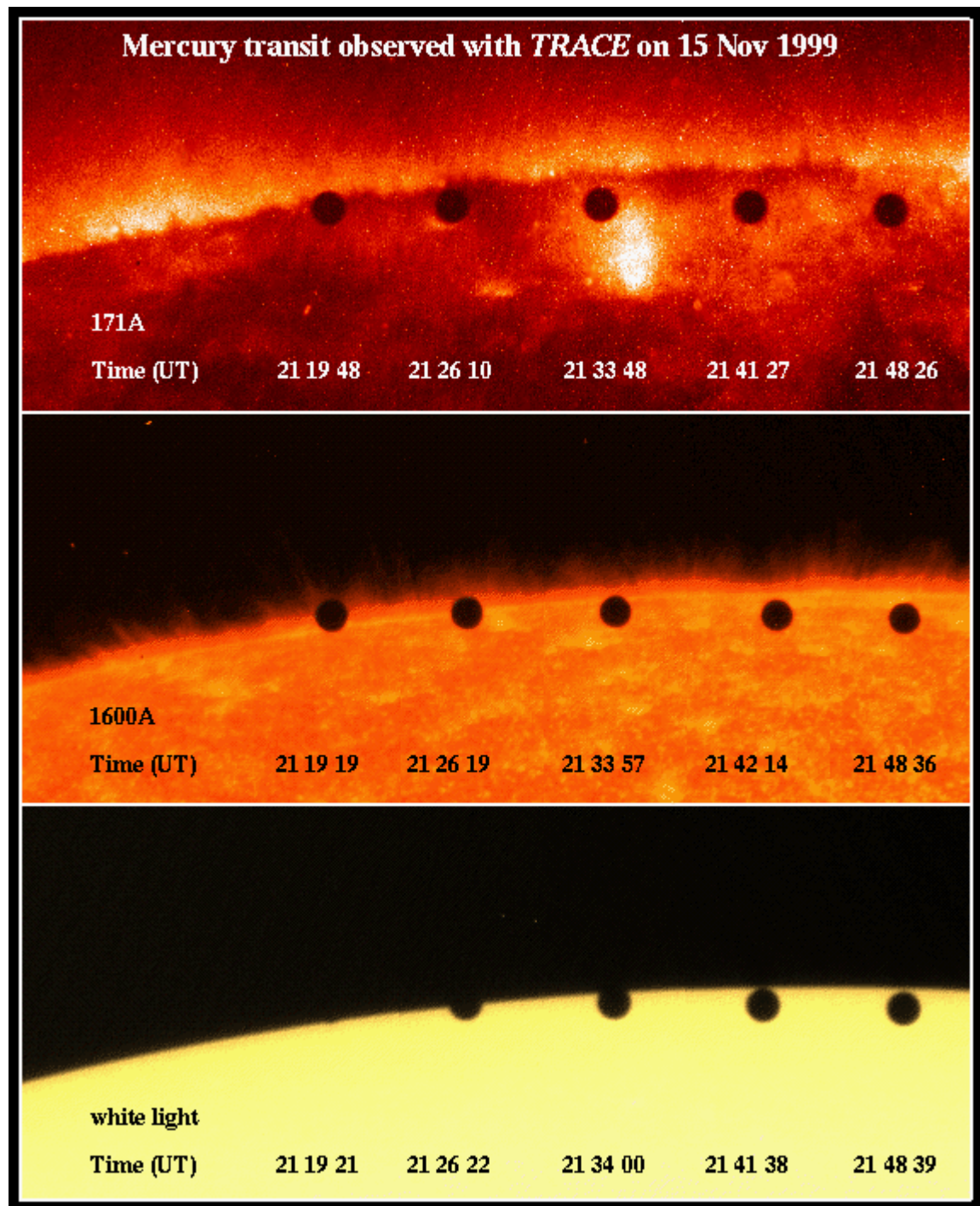


Figure I.5.2 – Poster destiné à montrer le passage de la planète Mercure devant le disque solaire, le 15 novembre 1999, tel qu’il a été observé avec le télescope TRACE dans plusieurs canaux de l’UV et EUV et en lumière blanche (photosphère).

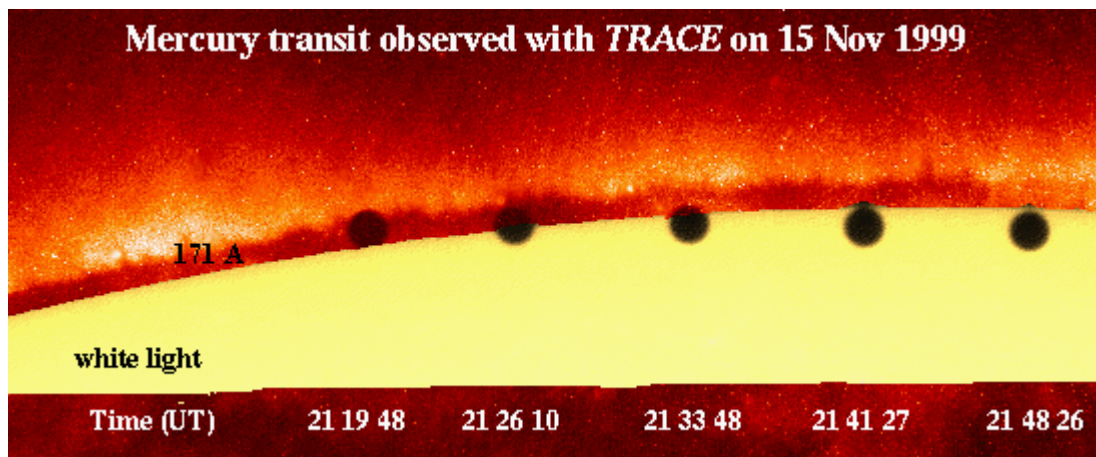


Figure I.5.2a – Comme la figure précédente en 171 Å (canal coronal du Fe IX et X, température 1.000.000 K) après superposition du disque photosphérique (lumière blanche).

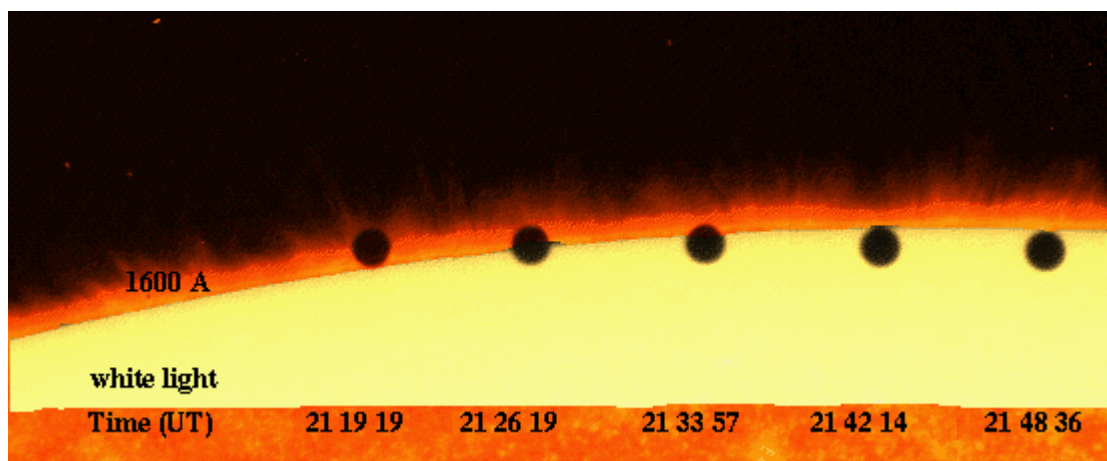


Figure I.5.2b – Comme précédemment, mais pour le canal UV à 1600 Å correspondant aux émissions (en dehors du disque) du C IV (température environ 100.000 K).

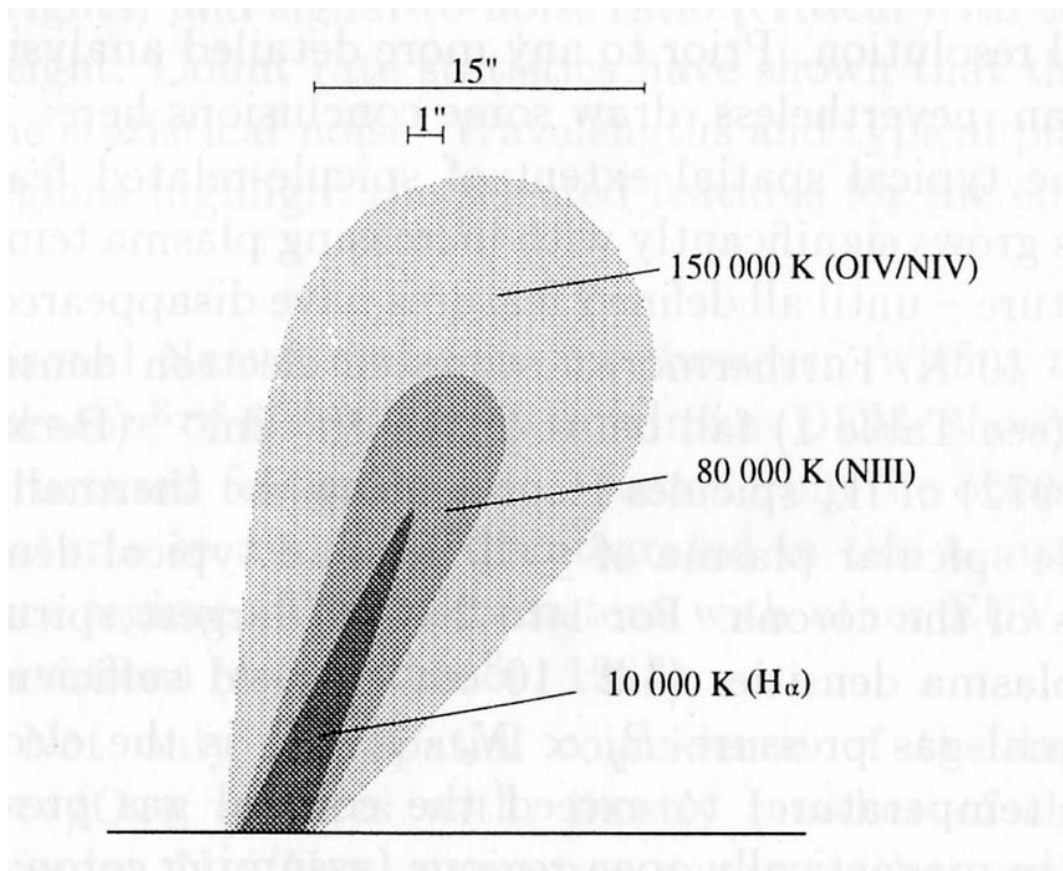


Figure I.5.3 – Dessin d'un spicule s'évaporant vers la couronne d'après Budnik et al., 1998.
D'après les observations une partie du plasma des spicules visible en H α est chauffé et augmente son volume.

CHAPITRE II: Mesures précises de l'épaisseur de la chromosphère : premiers résultats.

II.1 Évaluation de l'effet des inhomogénéités (spicules) sur la précision des mesures du bord.

II.2 Résultats obtenus par la méthode spectroscopique

II.2.1 Mesures durant le minimum d'activité (CaII K ; He I)

II.2.2 Mesures durant le maximum d'activité (H α ; Ca II K)

II.3 Mesures effectuées à l'aide des images du canal 304 de EIT – SoHO

II.4 Évaluation par les méthodes "coronographique"

II.4.1 Images sur les spectrohéliographes (S.H.) de Meudon en K3 Ca II et H α

II.4.2 Images du HACO du Pic du Midi ;

II.4.3 Images du "One-Shot Coronagraph" de NSO/SP ;

II.4.4 Images "disque" de BBSO et de ISOON, et images du réseau international H α ;

II.4.5 Images du Kanzelhöhe

II.1 – Évaluation de l'effet des inhomogénéités (spicules) sur la précision des mesures du bord.

Souvent sur les filtrogrammes *H α HI* obtenus avec un filtre de 0.5Å ou plus, on peut "deviner" le bord photosphérique, phénomène autrefois appelé "double limbe", à cause de la bande passante imparfaite du filtre (ailes lointaines) qui laisse passer un peu de rayonnement du continu, d'où cette marque du bord photosphérique. Pour la mesure de l'épaisseur de la chromosphère, il nous faut ce bord photosphérique, car la méthode de mesure de l'ovalisation chromosphérique est relative : elle consiste à se servir du bord photosphérique comme référence. On néglige évidemment l'aplatissement solaire gravitationnel (10^{-5}) (voir note de bas de page nr 10 du Chapitre I.3 – Filtrogrammes et spectrohéliogrammes) et tous les autres effets de distorsion. En juillet 2006 l'ovalisation au centre de la raie *H α HI*, était de l'ordre d'environ 10^{-3} , soit 100 fois plus que l'aplatissement de la photosphère.

Ainsi, cet effet parasite des filtres (transmission par les ailes lointaines dus à un défaut de blocage) permet, dans notre cas, d'envisager des mesures précises de l'épaisseur de la chromosphère. Avec les filtres modernes très utilisés de type Coronado³⁰ (combinaison d'un étalon de Fabry-Perot et d'un filtre interférentiel bloqueur à bande large), le filtrage est également très imparfait et la photosphère est parfaitement visible (figure II.1.1).



Figure II.1.1 – Coupe du bord du Soleil d'une image prise en *H α* à l'Observatoire du Pic du Midi avec l'expérience "*Takanado*" (télescope TAKAHASHI et filtre Coronado 60 mm) pour montrer la nécessité d'avoir le repère du bord photosphérique à partir duquel on peut mesurer l'épaisseur de la chromosphère, que l'on devine en rose.

La mesure de l'épaisseur de la chromosphère est déterminée en moyennant l'effet des spicules évidemment, qui forment un bord solaire chromosphérique assez irrégulier (figure II.1.2).

Sur une étendue de 160", on mesure par exemple environ *N* signatures de spicules à l'altitude typique *h*=5.000 km. A noter que *N* dépend de la résolution spatiale des images.

³⁰ Voir Chapitre III.3.2 – Filtre Coronado, performances et améliorations possibles ; contrôle.

L'évaluation des erreurs est faite en se basant sur l'écart quadratique moyen (RMS) observé en faisant l'hypothèse qu'on a une distribution aléatoire des écarts à la moyenne. La *RMS* est alors réduite dans le rapport :

$$RMS = \frac{\delta''}{2} \cdot \frac{1}{\sqrt{N}}$$
 avec $\pm \delta''$ amplitude totale crête à crête (figure II.1.2/3) mesurée sur les isophotes du bord externe, avec une résolution de l'ordre de 1'' environ, ce qui n'introduit qu'une petite erreur sur l'évaluation de la *RMS*.

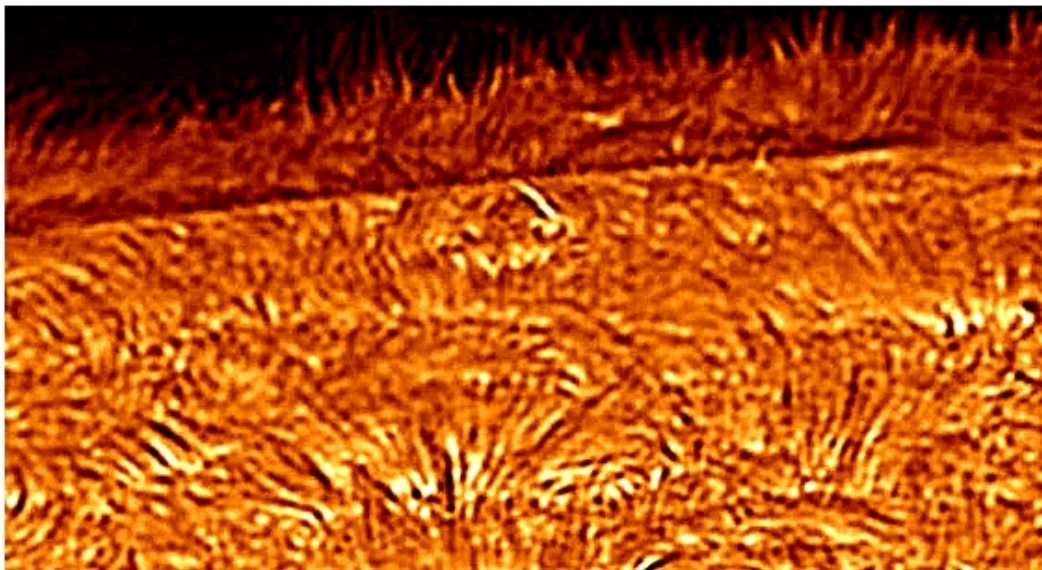


Figure II.1.2 – Image du bord solaire au centre de la raie *H α* destinée à illustrer le bord chromosphérique, obtenue le 4 octobre 2005 par le télescope DOT (installé par la Hollande sur l'île de La Palma aux Canaries). Plusieurs détails peuvent être vus au bord (spicules) et une mesure de l'épaisseur de la chromosphère peut être faite. Hélas ces images n'ont pas d'orientation ni de repère. Il est difficile de savoir s'il s'agit des pôles ou de l'équateur. La résolution spatiale est excellente et le nombre de spicules observés est plus élevé que sur des images qui nous avons utilisé.

Cette *RMS* est évidemment fonction de la distance radiale ou, encore, de la hauteur *h* mesurée dans l'épaisseur de la chromosphère. Il en est de même pour $N=N(h)$ et

pour $\delta'' = \delta(h)$. Une méthode plus approfondie montre qu'en fait δ et N dépendent également de la résolution spatiale³¹ des images.

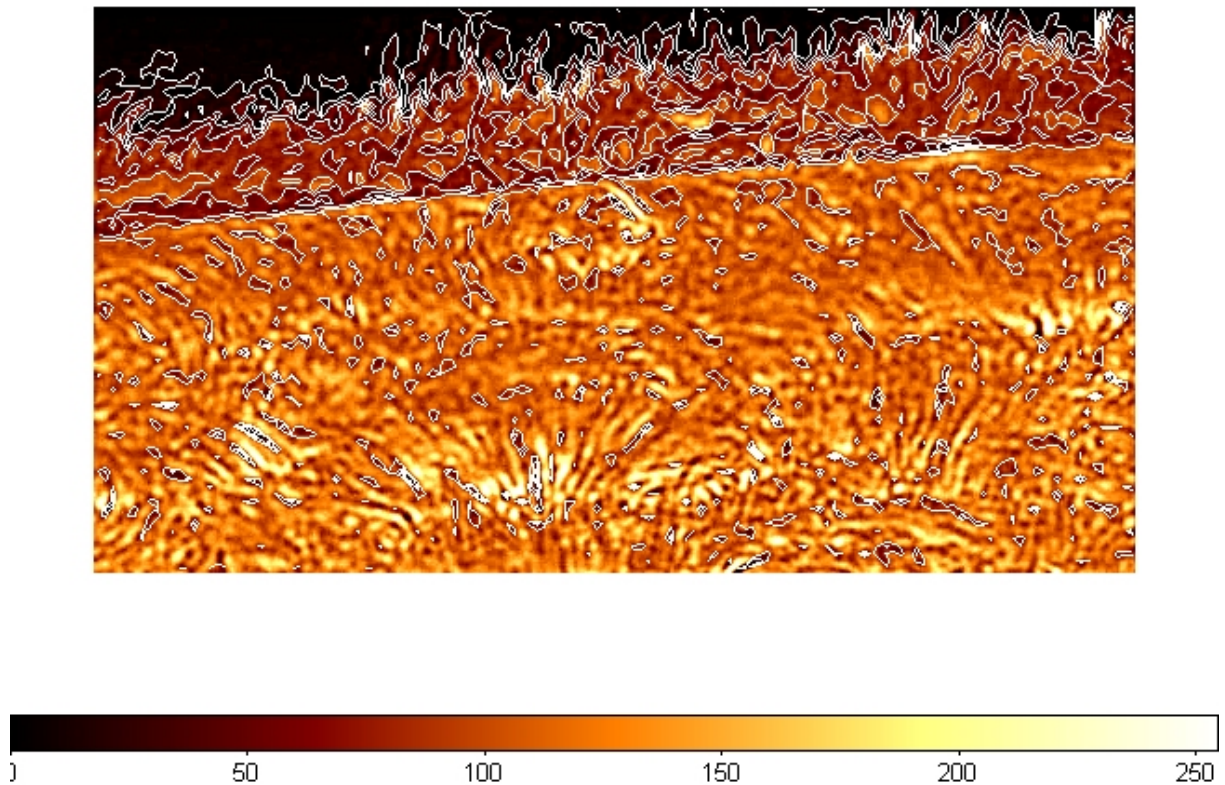


Figure II.1.3 – Le bord solaire externe de la chromosphère présente des irrégularités (écarts à la moyenne) dus la présence en permanence des spicules et spicules géants. Les isophotes servent à identifier les courbes d'intensités égales pour une altitude moyenne dans l'épaisseur de la chromosphère.

On cherche à déterminer le bord solaire théorique qui est donné par le point d'inflexion et est représenté en réalité par une convolution³² du vrai bord solaire (extrêmement abrupt) avec une fonction d'étalement. Il faudrait considérer l'assombrissement centre bord, qui introduit une petite indétermination qui est

³¹ Sur les images de routine, la résolution spatiale est d'environ 2" ; les meilleurs images atteignent (voir figure II.1.3) une résolution de 0".2 à 0".3. Sur les images EIT, le pixel est de 2".5 et la résolution dépend en fait du rapport signal / bruit (S/B). Pour mesurer le point d'inflexion, une intégration en azimuth est faite la plupart du temps pour améliorer ce rapport S/B

³² Admettons que J_r est le bord réelle du Soleil, le bord observé est $J(r) = \int_{-\infty}^{+\infty} I(r-r_0) \cdot g(r_0) dr_0$, la fonction g_{r0} est la fonction d'étalement.

extrêmement difficile à évaluer. Dans le centre de la raie *H α* cet assombrissement est faible et en première approximation il est négligeable et on considère donc le bord du Soleil déterminé par le point d'inflexion, car le vrai bord est supposé linéaire et la fonction d'étalement axisymétrique. Pour une illustration, se reporter aux figures II.2.1.1 et II.2.1.2.

Une autre petite difficulté est due à la courbure du Soleil, mais il s'agit d'un problème de simple calcul, puisque on connaît le rayon du Soleil et faisant l'hypothèse que la surface photosphérique est parfaitement sphérique. Empiriquement, ça consiste à aligner les bords dans le continu.

Ainsi pour réduire le problème des irrégularités du bord extérieur de la chromosphère, une moyenne est réalisée sur un bord suffisamment étendu, d'une part, et une moyenne temporelle, d'autre part, quand c'est nécessaire.

II.2 - Résultats obtenus par la méthode spectroscopique

Cette méthode très précise est inspirée du fonctionnement du S.H., (voir I.3 – Filtrogrammes et spectrohéliogrammes). Néanmoins ici, au lieu de reconstruire une image par balayage dans le spectre de la raie chromosphérique, c'est la distribution des intensités autour de la raie qui est reconstruite, après balayage du bord avec une fente radiale sur un large intervalle en azimuth.

Ainsi à partir d'observations (S. Koutchmy) faites à l'Observatoire Solaire de Sacramento Peak (New Mexico – USA) en 1998 puis en 2000, une moyenne de 160 spectres (la fente du spectrographe horizontal – SGH utilisé est strictement radiale) a été faite (correspondant à une moyenne sur 160 secondes d'arc) soit, par exemple ± 80 spectres de chaque côté du pôle, soit $\pm 80''$ (figure II.2.1). Auparavant chaque spectre CCD était traité pour enlever le courant d'obscurité et tenir compte du "flat-field". Différentes cameras CCD étaient utilisées suivant la raie chromosphérique étudiée : *H α* , *K Ca II* ou *1083 nm* de *He I*. Sur les spectres moyennés, la photosphère apparaît très nettement de chaque côté de la raie *K Ca II* et de la raie *H α* chromosphérique (voir plus loin) et sert donc de référence pour mesurer les hauteurs de formation de la raie, au dessus du bord. Le léger étalement du bord dû au seeing n'est pas pris en compte car il a peu d'influence sur la position du point d'inflexion. Cette méthode de mesure de l'épaisseur de la chromosphère est très précise.

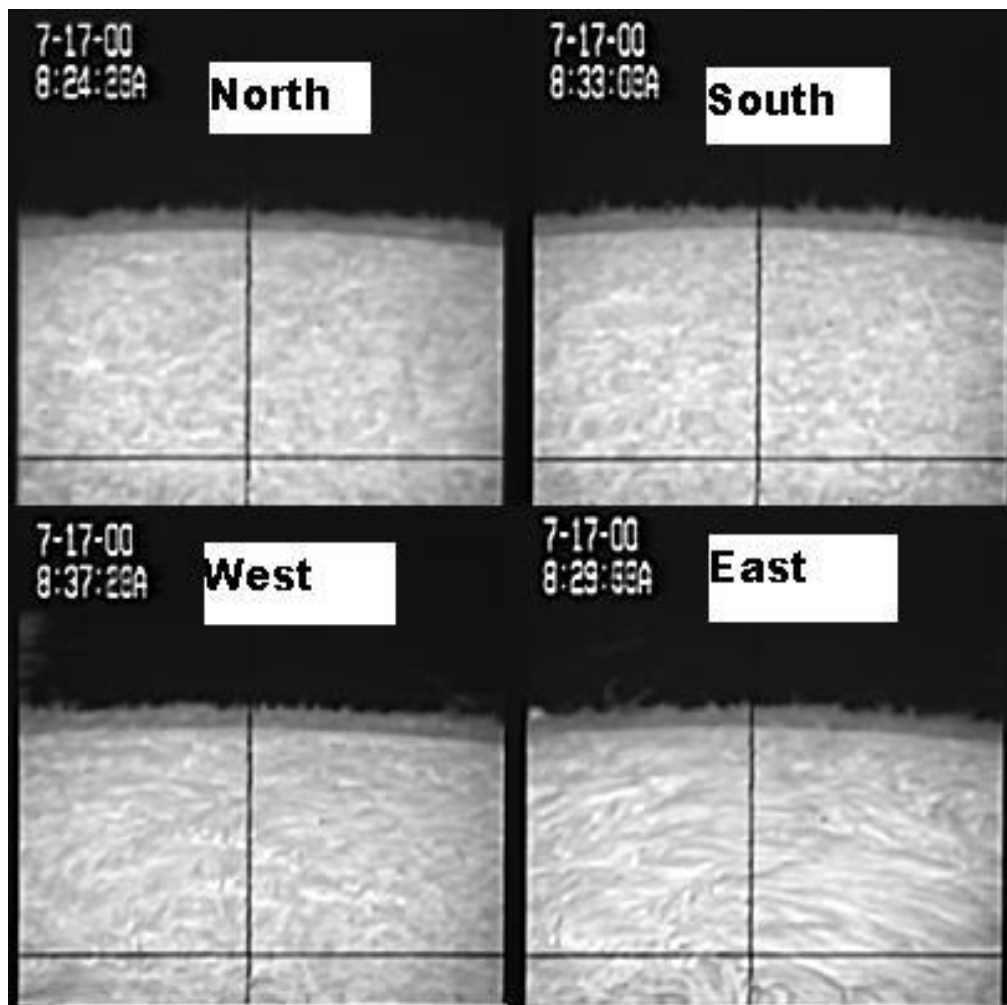


Figure II.2.1 – Images du champ balayé par la fente du spectrographe sur une étendue de 160 secondes d'arc, soit $\pm 80''$ d'arc autour des pôles et de l'équateur en période de maximum d'activité. La moyenne des spectres est effectuée sur une région plus étendue que celle montrée ici sur l'image réfléchi par la fente d'entrée du spectrographe, dans la position initiale à chaque séquence. Ces images de contrôle sont enregistrées en parallèle. Elles sont obtenues chaque seconde à travers un filtre de Lyot sur la raie $H\alpha$ avec une bande passante de 0.7\AA .

II.2.1 – Mesures durant le minimum d'activité (He I ; Ca II)

La méthode a été brièvement décrite dans la partie II.2 et plus haut.

Dés 1998, S. Koutchmy et F. Baudin ont analysé de nombreux spectres pour mesurer précisément le comportement des raies chromosphériques à l'extrême bord du Soleil. Il s'agit de la première mesure de l'ovalisation effectuée par la méthode spectroscopique.

Les figures II.2.1.1 et II.2.1.2 montrent les résultats les plus significatifs et les plus précis obtenus à l'occasion de cette campagne d'août 1998 :

- Spectres (Figure II.2.1.1) comparatifs entre la raie 1083 nm de l'*He I* et la raie *K Ca II*, effectués sur le bord solaire. L'enveloppe d'hélium neutre est plus mince à cause de l'effet des trous coronaux parce que les mécanismes produisant la raie de l'hélium sont déterminés par le rayonnement coronal EUV et par l'impact d'électrons en provenance de la couronne ; ceci est bien montré au pôle *N* où la couronne montre un trou coronal bien développé. Au contraire, des raies de l'hydrogène et du calcium ionisé sont intenses sur le disque, le continu est plus intense d'où une grande différence d'intensité avec les intensités au centre et dans les ailes de la raie *K Ca II* sur le disque. Pour l'*He I 1083 nm* le continu a presque la même intensité que la raie qui produit qu'une faible absorption sur le disque, ceci nous a mené à faire des mesures d'épaisseur de la chromosphère au bord par rapport au point d'inflexion du continu.
- Coupes photométriques des différences (Figure II.2.1.2) entre les intensités mesurées dans la raie (pointillé) ou dans les ailes (tracés) et l'intensité du continu, montrées par rapport à la dérivée du continu montrant le bord photosphérique (trait continu). On voit très bien que la chromosphère est plus étendue au pôle qu'à l'équateur sur la raie du *Ca II K*. Le maximum de la dérivée du continu indique précisément la position du bord photosphérique. Ce graphique sert donc à mesurer l'extension de la chromosphère au delà du bord photosphérique en ayant pour référence précise le bord. L'ovalisation correspondant à des courbes moyennes a été déjà portée dans la table publié par Filippov et Koutchmy (2000).

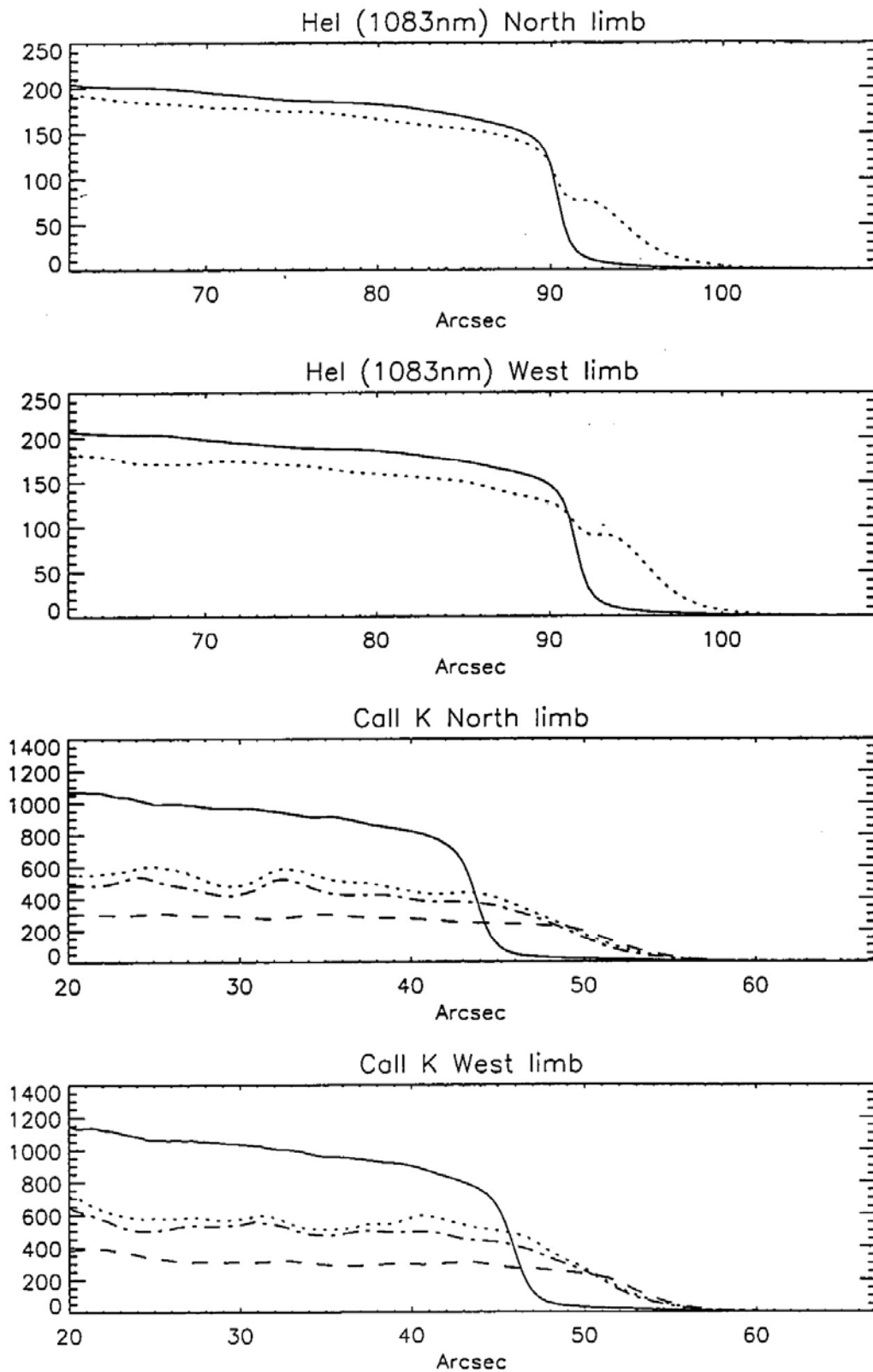


Figure II.2.1.1 – Coupes photométriques moyennées du bord solaire dans les raies de *He I 1083 nm* au Nord (North limb) ; de *He I 1083 nm* à l'Ouest (West limb) ; de *Ca II K* au Nord (North limb) ; et *Ca II K* à l'Ouest (West limb). Le trait continu représente le bord photosphérique du Soleil ; en pointillé le centre de la raie et en tracé les ailes de la raie.

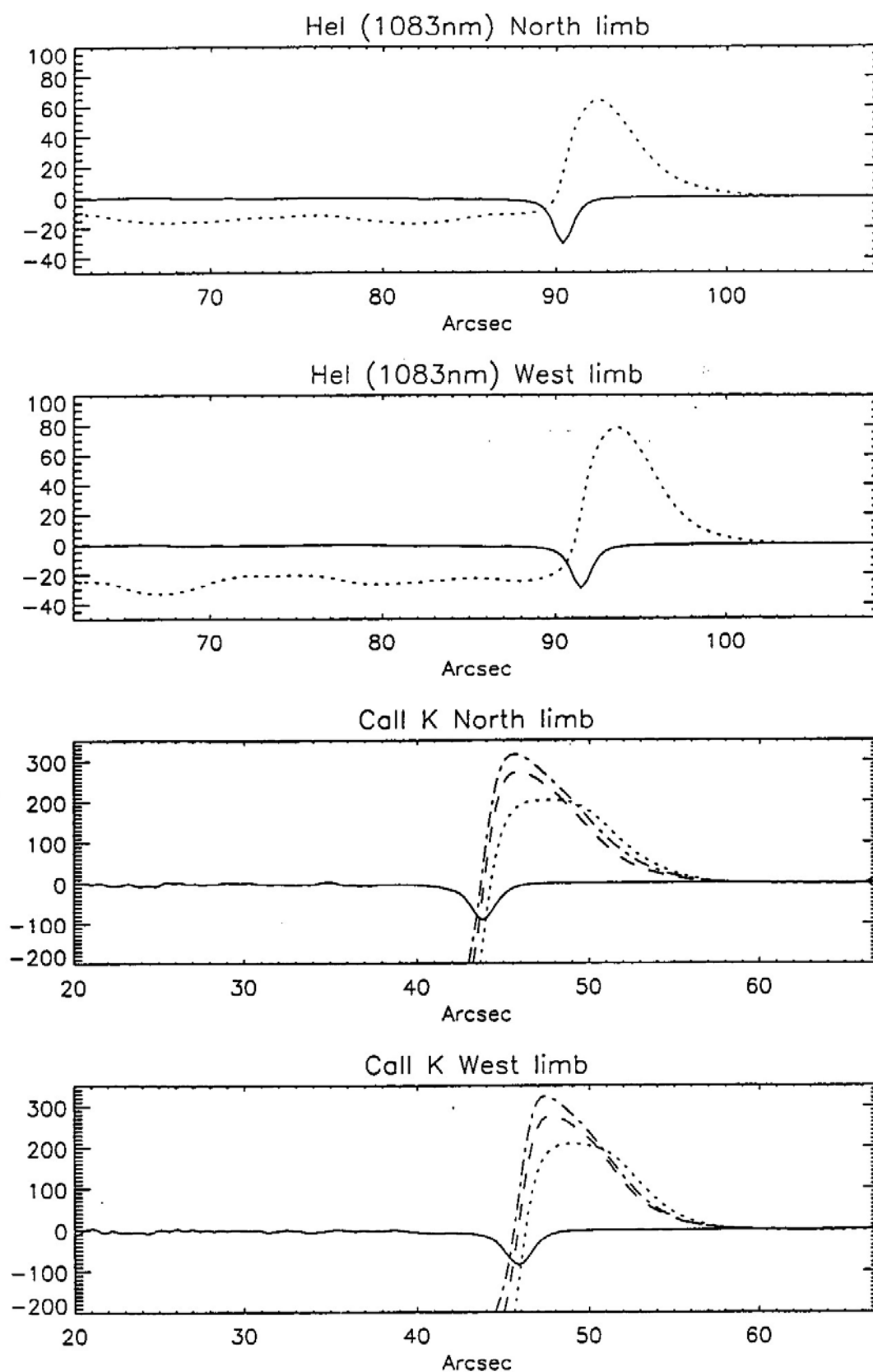


Figure II.2.1.2 – Coupes des différences (raies – continu adjacent) et dérivée des coupes du continu.

Chromospheric Heights measured near Solar Minimum (1996 – 1998)					
Element	Line	Height of the average limb at poles (Mm)	Height of the average limb at equator (Mm)	Prolateness over a solar radius (Mm)	Temperature of line formation (K) (evaluated)
<i>H</i>	<i>Hα</i>	5.3 ± 0.35	4.2 ± 0.32	1.1 ± 0.35	(8000)
<i>Ca II</i>	<i>K2</i>	2.85 ± 0.1	2.65 ± 0.1	0.2 ± 0.1	6500
	<i>K3</i>	3.8 ± 0.15	3.35 ± 0.15	0.45 ± 0.15	6500
<i>He II</i>	<i>30.4 nm</i>	6.5 ± 0.5	5 ± 0.5	1.5 ± 0.5	50000
<i>He I</i>	<i>1083 nm</i>	1.65 ± 0.2	1.65 ± 0.2	0 ± 0.3	(10000)
	<i>D₃</i>	1.65 ± 0.2	1.65 ± 0.2	0 ± 0.3	(10000)

Table II.2.1.1 – Valeur des hauteurs effectives mesurées durant le minimum d'activité. Les hauteurs ne sont les extensions à mi-hauteur (sauf pour *H α*), mais une hauteur correspondant à une épaisseur définie sur la courbe moyennée de variation de l'intensité de la chromosphère. Pour *H α* , il s'agit de la largeur totale à mi-hauteur (FWHM).

II.2.2 Mesures durant le maximum d'activité ($H\alpha$; $Ca II K$)

En juillet 2000, à l'époque du maximum du cycle d'activité solaire, des observations de l'épaisseur de la chromosphère ont été réalisées de nouveau (S. Koutchmy) à l'Observatoire de Sacramento Peak (USG et UBF) avec la méthode spectroscopique, sans qu'un effet notoire d'ovalisation ne puisse être mesuré sur l'épaisseur de la chromosphère à cette époque.

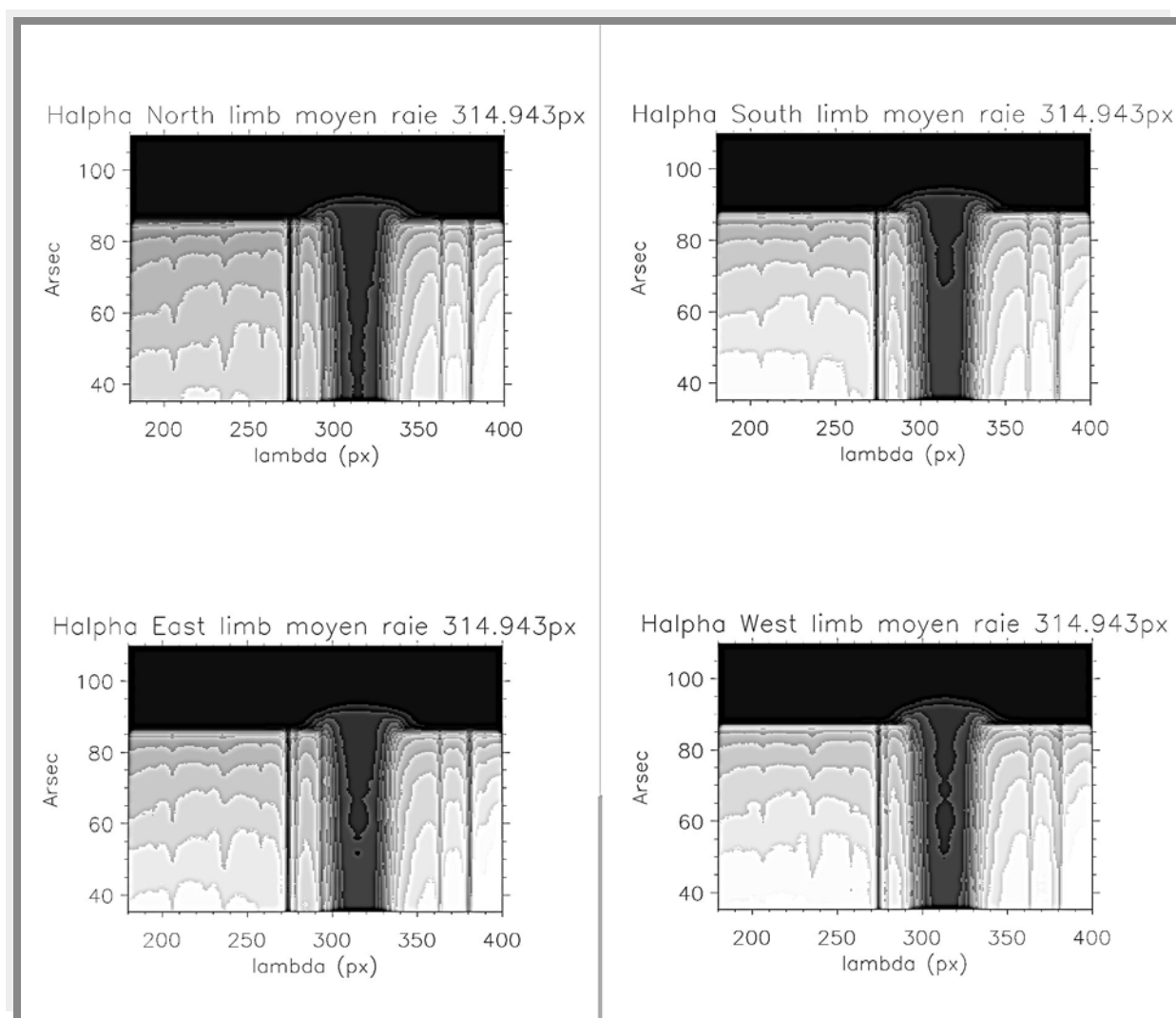


Figure II.2.2.1 – Zoom sur les images des moyennes "spectrales" de la raie $H\alpha$ HI avec isophotes superposés à l'image pour faciliter les mesures. Les longueurs d'onde décroissent de gauche à droite. L'extension chromosphérique dans la raie $H\alpha$ HI est parfaitement mesurée. Observations près du maximum d'activité (juillet 2000), sur un grand télescope (NSO/SPO) qui ne montre pas d'ovalisation dans la limite de la dispersion des mesures. Sur les spectres obtenus à l'équateur, l'effet Doppler dû à la rotation solaire est repérable en comparant la position de la raie $H\alpha$ et celles de raies fines telluriques, donc non décalée par la rotation solaire.

L'ensemble des spectres des raies chromosphériques $H\alpha$, $K\ Ca\ II$ et $1083\ nm$ de $He\ I$ de Sac Peak obtenus en 2000 a été repris (Audrey Sultan, 2002)³³ pour effectuer des mesures encore plus précises, après avoir tenu compte d'effets instrumentaux quelquefois difficiles à maîtriser, dans le champ notamment (flat-fields ; franges d'interférence produites par la fenêtre d'entrée de la CCD). Les spectres moyens finalement obtenus pour la raie $H\alpha$ sont montrés sur la figure II.2.2.1. Ils ne montrent pas d'ovalisation dans la limite des erreurs de mesures.

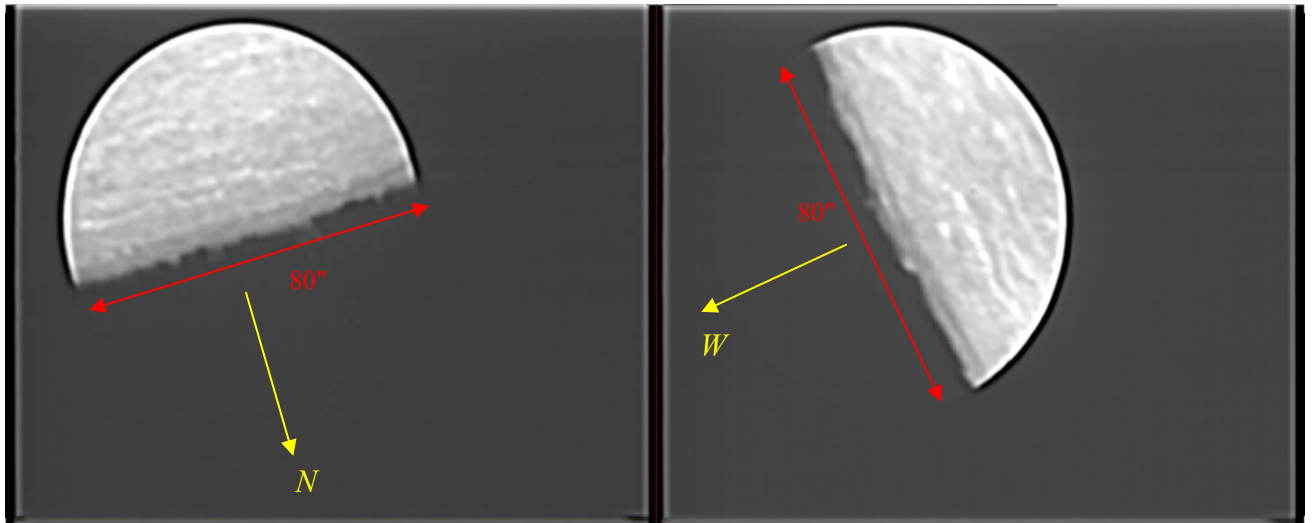


Figure II.2.2.2 – Image à petit champ (80'') du bord du Soleil faite au grand télescope THEMIS de 90 cm de diamètre le 17 novembre 2000 (d'après S. Koutchmy et collaborateurs) après sélection de 174 images pour chaque séquence du film fait sur bande VHS. Des séquences courtes ont été effectuées près des pôles (à gauche) et près de l'équateur (à droite), sans qu'une ovalisation puisse être mise en évidence de manière définitive.

³³ Travail de stage M1, 2001, Paris VII.

L'absence d'ovalisation est d'ailleurs confirmée par des mesures sur les images "directes" obtenues en $H\alpha$ (filtre de 0.5\AA) comparables à celles qui sont montrées sur la figure II.2.1, mais dans un autre contexte, grâce à des images directes obtenues sur le grand télescope français THEMIS³⁴ (K. Bocchialini, F. Baudin et S. Koutchmy) en 2000 également. Les images étaient réalisées sur un petit champ d'environ $80''$ avec le filtre italien et sur la raie $H\alpha$ successivement aux pôles et sur les bords voisins de l'équateur (figure II.2.2.2). D'autres observations ont été tentées par la méthode des filtrogrammes, sans résultats positifs sur l'ovalisation (NSO/Sac Peak, One-Shot Coronagraph et Pic du Midi).

Les mesures durant le maximum d'activité sont difficiles à réaliser à cause de la présence de nombreuses petites protubérances au bord et même d'un phénomène connu sous le nom de "bulles chromosphériques" (Mouradian et Simon, 1975) visibles au sommet de la chromosphère et jusqu'à 15.000 km d'altitude. Il faudrait rapprocher ces observations de celles des macrospicules et des spicules géants qui semblent avoir un rapport avec les trous coronaux (Filippov, Koutchmy et Vilinga, 2006). Il serait nécessaire dans l'avenir d'étudier plus attentivement ce phénomène des bulles chromosphériques en fonction du cycle d'activité et de la latitude solaire (effet pôle – équateur ?).

Ainsi nous pouvons provisoirement conclure sur l'absence notoire d'ovalisation dans les raies froides chromosphériques ($H\alpha$; $Ca II K$).

Nous avons repris les mesures obtenues en traçant des coupes photométriques à différentes positions de la raie $H\alpha$ (figure II.2.2.4), le centre de la raie et les ailes de la raie à $\pm 0.65\text{\AA}$ (figure II.2.2.5) pour effectuer des mesures très précises. De manière assez surprenante, les mesures montrent un aplatissement de la chromosphère, en période de maximum (de très faible valeur cependant).

³⁴ Télescope Solaire THEMIS (exploité grâce à un accord entre le CNRS – France, et le CNR – Italie et une partie espagnole), télescope solaire situé à Tenerife (Îles Canaries, Espagne) Latitude: N $28^{\circ}18'12.42''$, Longitude: W $16^{\circ}30'32.04''$, Altitude: 2429 m

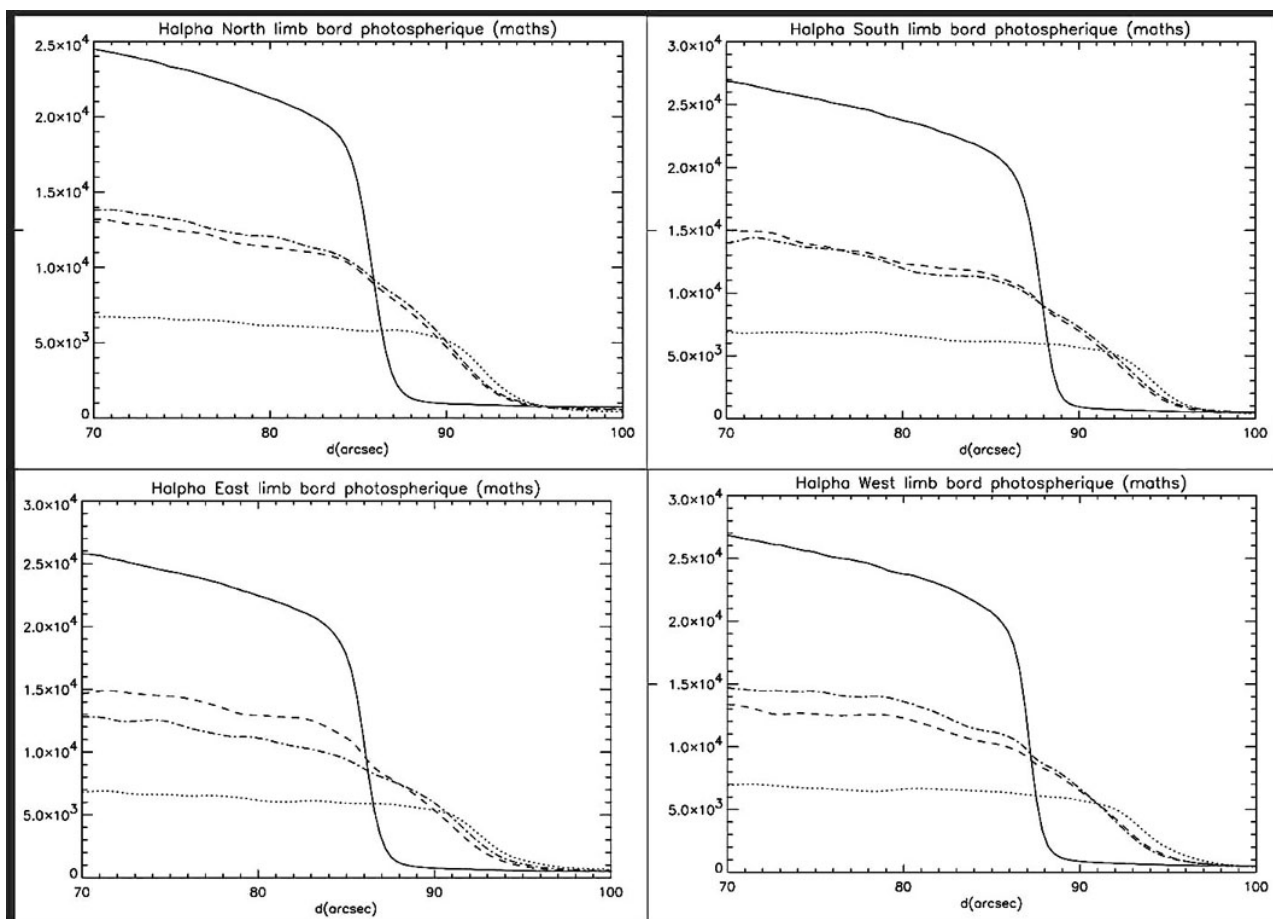


Figure II.2.2.4 – Courbes moyennes (sur 160" d'étendue du bord) des intensités au bord photosphérique dans le continu (trait plein), au centre de la raie $H\alpha$ (en pointillés) et dans les ailes de la raie vers $\pm 0.7\text{\AA}$ (en tirets et points tirets) observées en période de maximum d'activité – 20 juillet 2000). A noter que le limbe E est légèrement perturbé par la présence d'une petite protubérance.

Cette valeur est faible mais significative (table II.2.2.1) :

	$H\alpha \pm 0$	$H\alpha \pm 0.65$	<i>Tail</i>
Pole	6".15 - 4530 km	4".4 - 3240 km	9".8 - 7220 km
Equator	6".7 - 4935 km	4".7 - 3460 km	11" - 8100 km

Table II.2.2.1 – Épaisseur de la chromosphère (FWHM) mesurée durant le maximum d'activité (juillet 2000); Échelle = 736 km/arcsec, à l'époque des observations. Les erreurs (dispersion des mesures) sont de l'ordre de $\pm 10\%$.

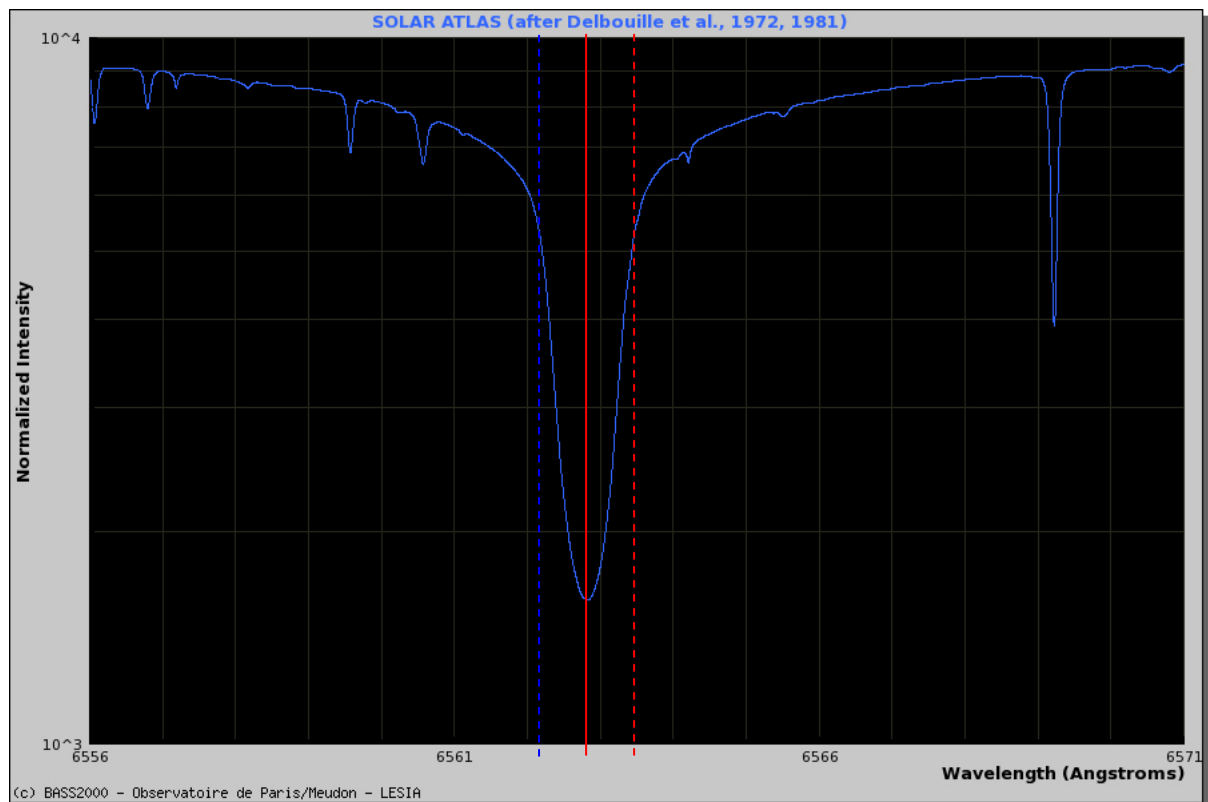


Figure II.2.2.5 – Portion du spectre solaire montrant la raie $H\alpha$ (trait continu rouge) à 6562.808\AA et les ailes $H\alpha-0.65\text{\AA}$ (tracé bleu à gauche) à 6562.158\AA vers le bleu et $H\alpha+0.65\text{\AA}$ (tracé rouge à droite) à 6563.458\AA vers le rouge (D'après BASS2000 – Observatoire de Paris/Meudon).

II.3 – Mesures effectuées à l'aide des images du canal 304 de EIT - SoHO.

L'instrument EIT de la mission SoHO (NASA - ESA) a permis de collecter de nombreuses images de la haute chromosphère, d'une part, dans la raie de l'*He II* formée vers 50.000K (canal 304), d'autre part de la couronne (plusieurs raies coronales formées entre 1 et 2 millions de degrés), (figure II.3.1).

Images SoHO-EIT

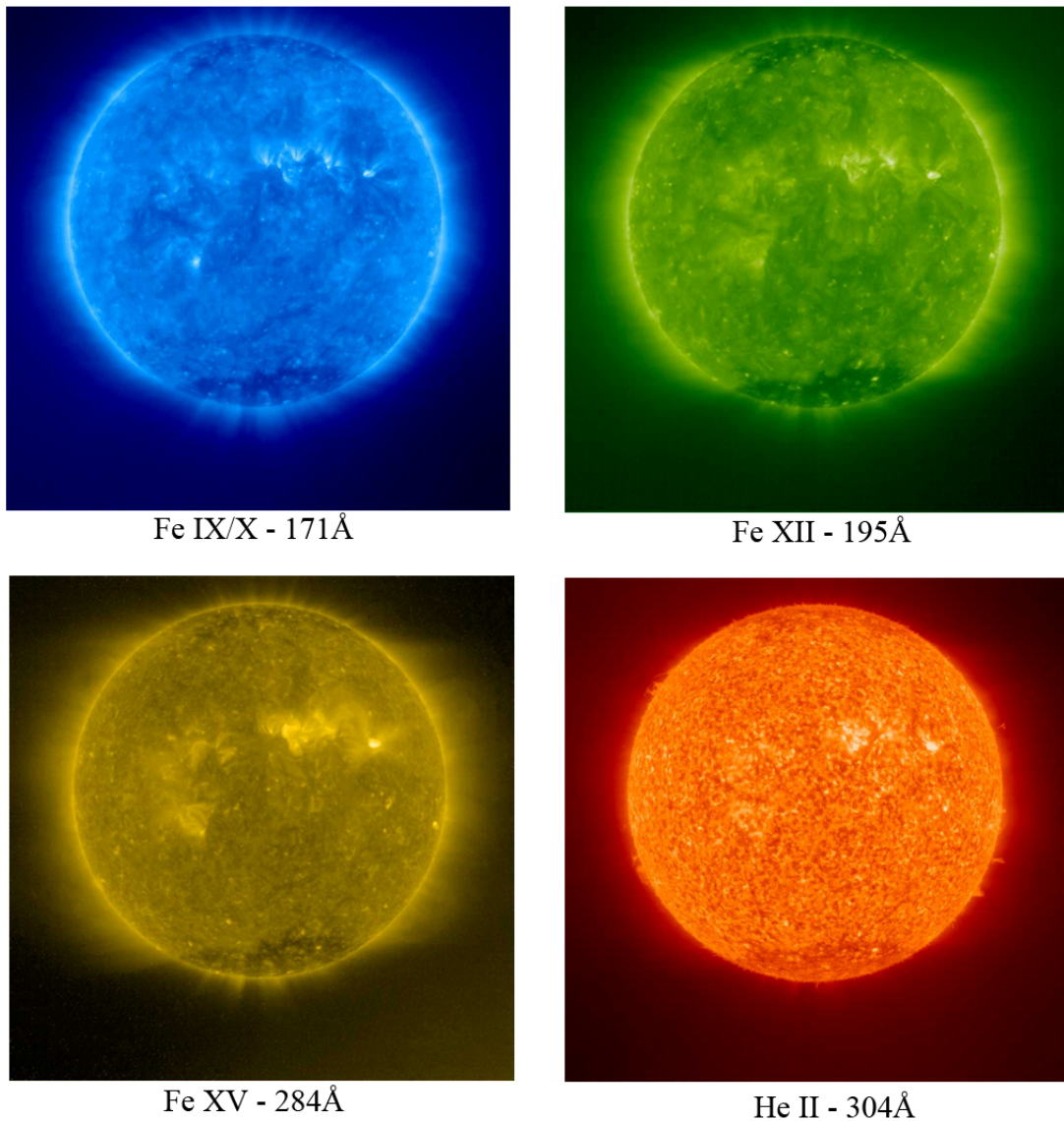


Figure II.3.1 – Images du disque du Soleil faites dans l'espace par l'expérience EIT (**E**xtrême ultraviolet **I**maging **T**elelescope) satellite SoHO – **S**olar and **H**eliospheric **O**bservatory (Esa – Nasa). En haut à gauche la couronne solaire à 1 million de degrés Celsius dans la raie du *Fe IX/X - 171Å*, les détails de l'image tracent les structures du champ magnétique. En haut à droite la couronne solaire dans la raie d'émission du *Fe XII - 195Å* à environ 1.5 millions de degrés Kelvin. En bas à gauche la couronne solaire dans la raie d'émission du *Fe XV - 284Å* à environ 2-2.5 millions de degrés Kelvin. En bas à droite la haute chromosphère et la basse région de transition dans la raie d'émission de l'*He II - 304Å* à environ 60,000 degrés Kelvin.

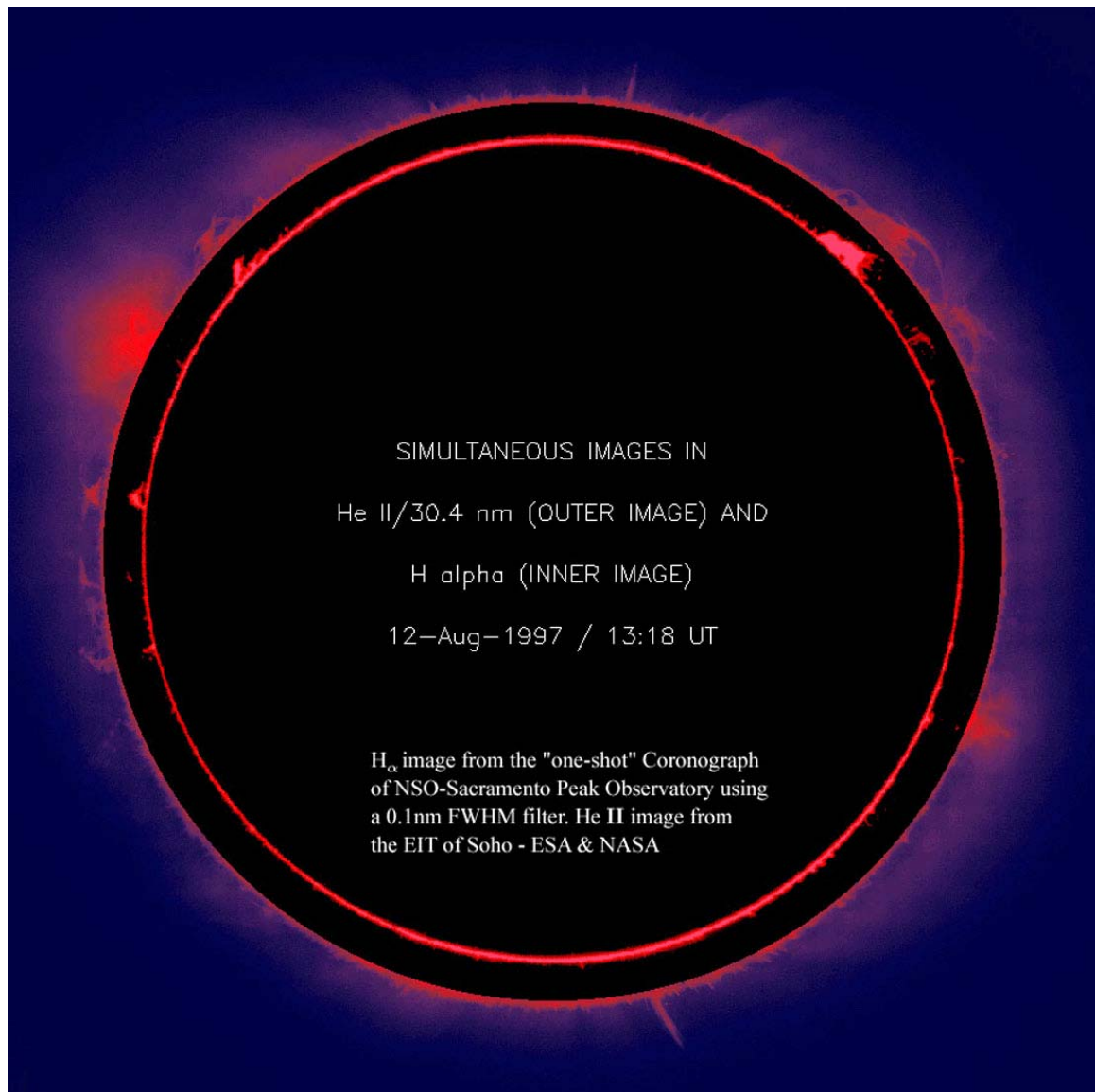


Figure II.3.2 – L’ovalisation (prolateness) de la chromosphère a été mise en évidence pour la première fois sur un disque entier à l’aide de ces deux images prises presque simultanément le 12 août 1997 à 13h18 Temps Universel. L’image extérieure a été faite par l’expérience *EIT 304* de l’hélium *He II* à bord du satellite SoHO et un masque noir strictement rond lui a été superposé pour bien montrer les écarts à la sphéricité de la chromosphère. L’image intérieure a été faite au sol avec l’instrument "One-Shot Coronagraph" de l’Observatoire américain NSO/Sacramento Peak, avec un filtre interférentiel de 0.1 nm de bande passante, mais l’image solaire est affectée de la distorsion due à la réfraction différentielle de l’atmosphère terrestre, ce qui n’est évidemment pas le cas pour le disque occulteur du coronographe qui peut servir de référence pour une surface exactement sphérique. Le Nord solaire est en haut, l’Est à gauche.

La résolution spatiale des images est limitée par la dimension des pixels, $2''.5 \times 2''.5$ (Delaboudinière et al., 1995). En théorie la résolution est donnée par la distance de 2 pixels, soit donc $5''$ mais en pratique, des mesures beaucoup plus précises en position peuvent être effectuées car l'instrument est extrêmement stable et il ne produit que très peu de distorsion. Il n'y a évidemment aucun des défauts dus à l'atmosphère terrestre dans le cas de l'observation "sol". Ainsi, dès 1997, des comparaisons ont été tentées entre images sol obtenues en H α et images EIT en He II (figure II.3.2) ce qui a conduit à la première annonce de l'effet d'ovalisation de la chromosphère (Auchère et al. 1998). La figure II.3.2 montre un composite effectué à l'aide de 2 images prises presque simultanément, en H α , à l'aide du "One-Shot Coronagraph" de NSO/SP (partie centrale), et en He II avec EIT, le 12 août 1997 à 13h18 TU.

Il s'agissait d'illustrer de manière évidente, l'effet d'allongement vers les pôles. Il faut cependant remarquer que l'image H α sol est affectée par la réfraction différentielle, qui produit une ellipticité du bord (le disque occulter n'a pas, lui, de distorsion), ellipticité qui n'est pas corrigée car elle se superpose à l'effet réel d'ovalisation de la chromosphère sans qu'on puisse donner très précisément les proportions (effets assez comparables). Plus tard, des mesures précises ont été effectuées avec un Soleil à différentes hauteurs dans le ciel.

En ce qui concerne l'image EIT dans la raie de l'He II, après traitement informatique de l'image (Artzner, 2001), il est évident que c'est l'effet "trou coronal" (T.C.) qui domine pour déterminer la forme du bord extérieur, et donc l'ovalisation (figure II.3.3).

Sur le diagramme polaire (Auchère et al., 1998) (figure II.3.4/5), l'effet T.C. apparaît parfaitement et l'ovalisation y est superposée et d'amplitude très inférieure à l'effet T.C., à cause essentiellement à la superposition de structures type macrospicules. L'altitude du bord extérieur est d'ailleurs considérable, environ $5''$ aux pôles sur les images 304 par rapport à l'équateur. A noter que sur les images *EIT* de la couronne (canal 171, 195 ou 284, figure II.3.1), la chromosphère apparaît en absorption (effet de masque par le disque) mais la résolution des images (effet des pixels et bruit dans l'image) ne permet pas une analyse image par image (Auchère et al., 1998). Des images à meilleure résolution effectuées avec le télescope *TRACE* dans le canal 171Å montrent l'épaisseur de la chromosphère vue en absorption et, déjà, l'effet a été étudié sur des images *X* à 61Å de l'expérience *NIXT* (Daw, Deluca et Golub, 1995).

Une ovalisation sur les images *EIT* en He II (Artzner et al. 2001) a été montrée durant le minimum d'activité en 1996-97, et en 1998 (Filippov et Koutchmy, 1998) avec comme valeurs rapportées : écart de $1''.5 \pm 0''.5$ sur le rayon pour une altitude de 5000 km ou 5 Mm. Sur la figure II.3.5 nous avons représenté en pointillé la courbe qui serait obtenue sans l'effet trou coronaux, ou tout au moins une extrapolation grossière. L'amplitude de l'ovalisation (sinusoïde) serait plutôt de $1''.7$.

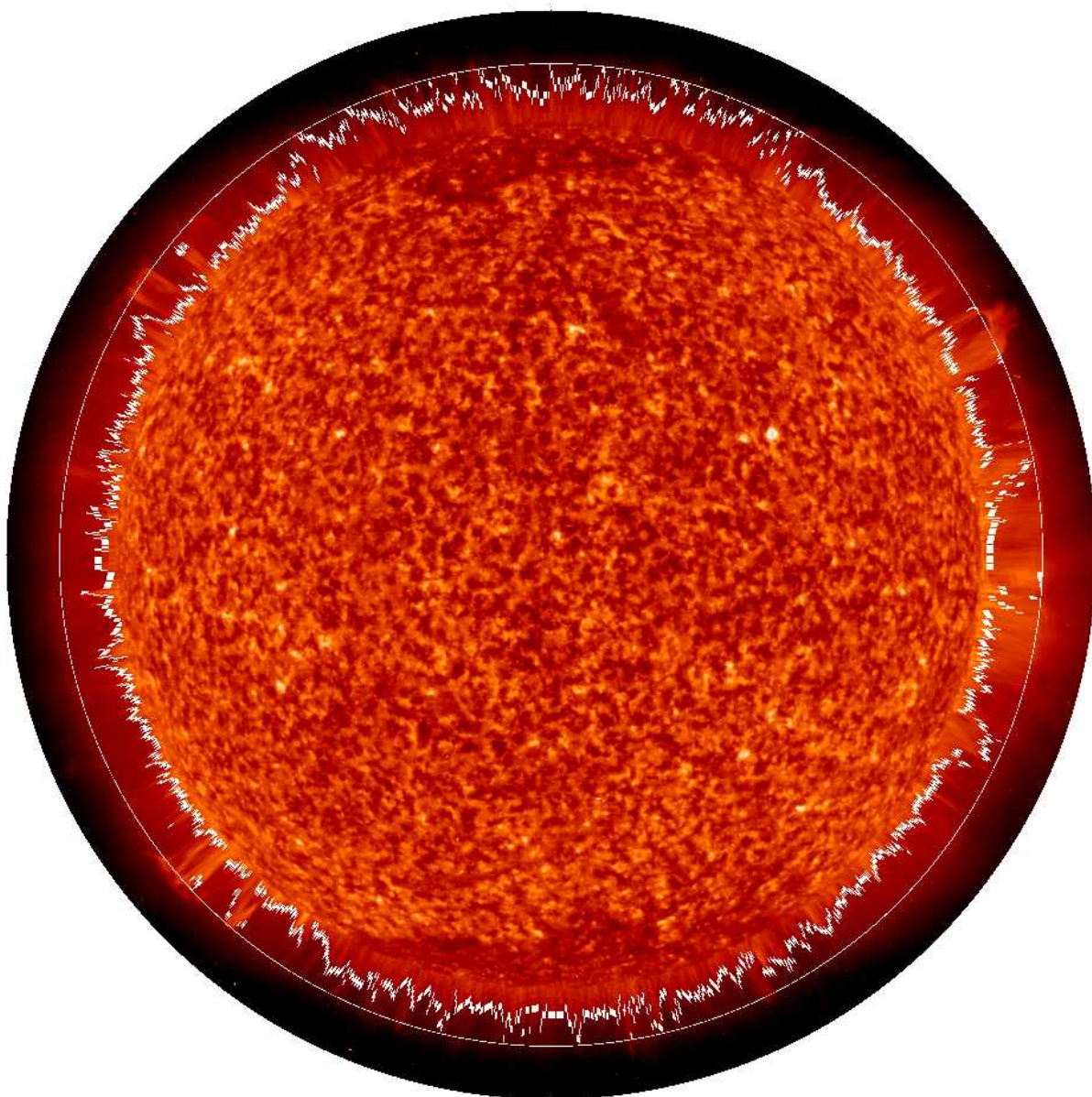


Figure II.3.3 – Image EIT en He II 304 prise par SoHO en juin 1996 à l'époque du minimum du cycle d'activité solaire, utilisée par Guy Artzner (IAS Orsay - France) pour montrer l'effet d'ovalisation superposé à l'effet trous coronaux aux pôles, grâce à la méthode du point d'inflexion. Les petits tirets en blanc distribués autour du disque représentent pour chaque direction radiale analysée, la localisation de la limite de la chromosphère "chaude" (raie de l'He II formée vers 50.000 K) indiqué par le point d'inflexion et cette localisation a été exagérée radialement d'un facteur 6 pour mieux la mettre en évidence (comparer avec le cercle blanc externe, parfaitement rond). Remarquer les effets "parasites" produits par les petites protubérances.

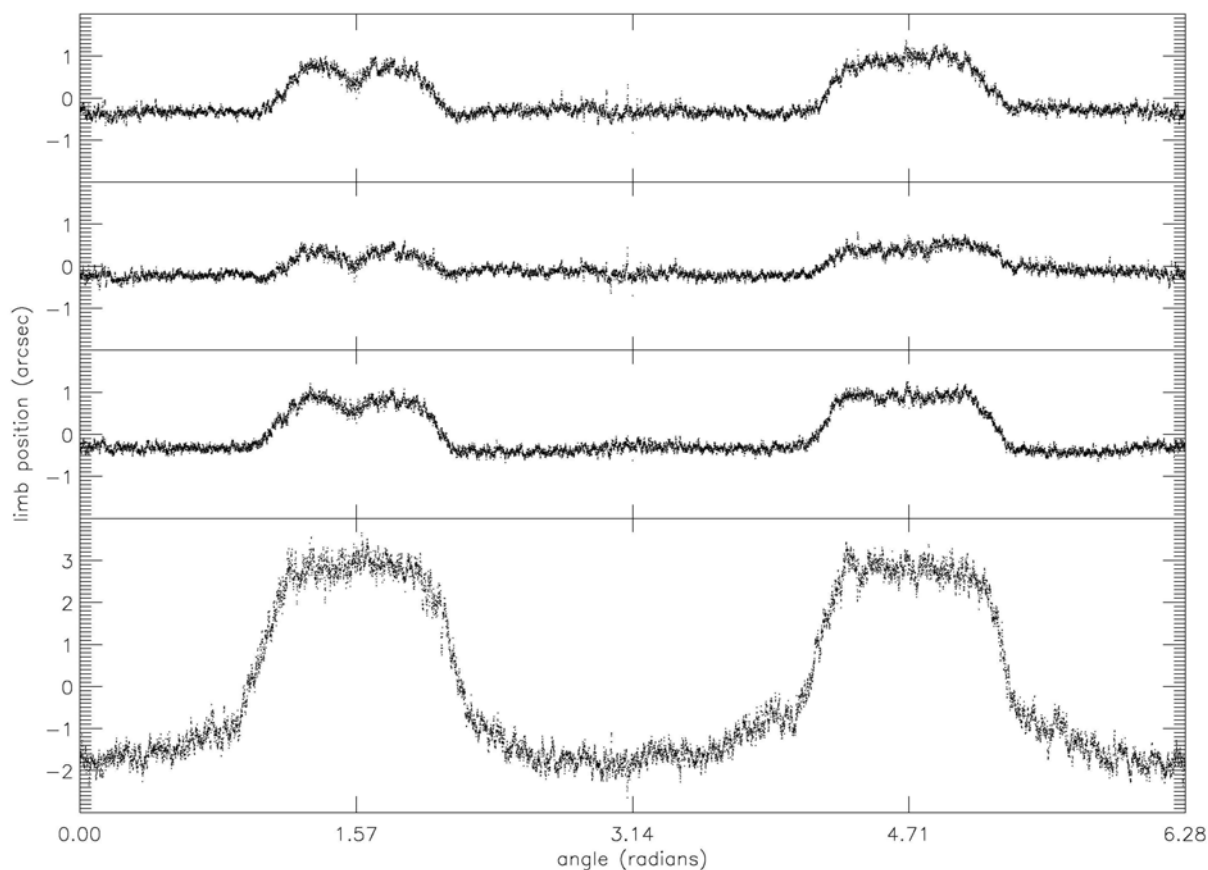


Figure II.3.4 – Distance relative du bord solaire en coordonnées polaires, sur les images EIT moyennées durant près de 400 jours situés vers le minimum d'activité. De haut en bas : 17.1 nm (*Fe IX/Fe X*), 19.5 nm (*Fe XII*), 28.4 nm (*Fe XV*), 30.4 nm (*He II*). on voit très bien l'effet des trous coronaux et on devine l'ovalisation, sur la coupe du bas pour 304 He II. (D'après Auchère et al., 1998).

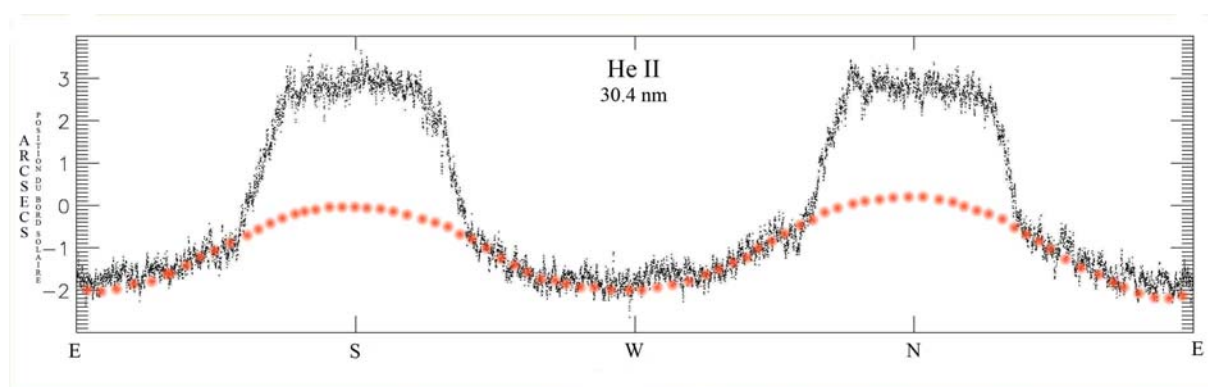


Figure II.3.5 – Distance du bord solaire en 30.4 nm (*He II*) sur les images EIT moyennées durant 400 jours vers le minimum d'activité. Les mesures effectuées montrent une ovalisation aux pôles de l'ordre de 1".7, voir les pointillées indiquant une interpolation des valeurs qui seraient obtenues sans l'effet trou coronal.

Les images EIT (figure II.3.6) prises dans la raie de l'hélium He II 304 vers la fin de l'année 2001 présentent déjà, sur des images de Guy Artzner produites à l'IAS (Institut d'Astrophysique Spatiale), l'effet de l'ovalisation (prolateness) superposé à l'effet "trous coronaux". Ainsi, il semble que la haute chromosphère, constituée en partie de macrospicules (température 50.000K et plus), soit beaucoup plus sensible à ces effets conduisant à une ovalisation, mais ceci n'est peut-être qu'un effet apparent car l'effet "trou coronal" serait important pour les macrospicules, (voir Introduction D.1). Il faut admettre qu'une certaine confusion est introduite en utilisant les images en *He II* ($T \approx 50.000\text{ K}$) pour étudier l'ovalisation à cause de la sensibilité des raies de l'*He* à l'effet trou coronal. Leur grand intérêt est qu'elles ne sont pas du tout affectées des effets dus à l'atmosphère terrestre.

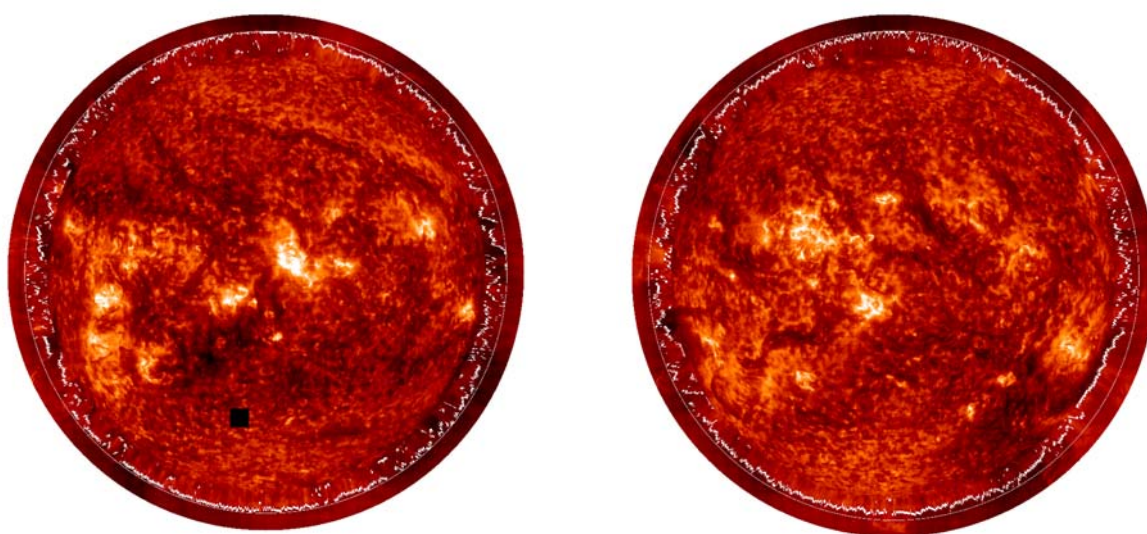


Figure II.3.6 – Images SoHO EIT He II 304 prises le 15 novembre (à gauche) et le 30 novembre (à droite) 2001, montrant la réapparition d'une certaine ovalisation dans la très haute chromosphère. D'après Guy Artzner (IAS - Orsay - France)

II.4 – Évaluation par les méthodes "coronographiques"

Il s'agit des méthodes d'imagerie du disque entier du Soleil où un disque occulteur est interposé pour améliorer la visibilité du bord, de la chromosphère et/ou de la couronne.

II.4.1 – Images sur les spectrohéliographes (S.H.) de Meudon en $K3$ $Ca II$ et $H\alpha$.

Le spectrohéliographe de Meudon³⁵ fonctionne depuis 1919 et produit environ 300 images par an avec un spectrographe à prisme (2.1\AA mm^{-1} de dispersion linéaire) pour le calcium ionisé $Ca II$ (K_1 , K_2 , K_3) et un spectrographe à réseau (3.22\AA mm^{-1} de dispersion linéaire) pour la raie $H\alpha$, en fonction de l'état du ciel qui n'est pas toujours de bonne qualité. L'instrument utilise une image du Soleil de 37 mm de diamètre qui peut être déplacée automatiquement suivant n'importe quelle position, en direction du nord géographique où est placé le spectrographe horizontal. A la sortie du spectrographe on a une image de 86 mm de diamètre qui était enregistrée sur plaque ou plan film.

Récemment (2001) l'instrument a été modernisé et il utilise aujourd'hui deux barrettes de photodiodes pour reconstruire les spectrohéliogrammes (S.H.), (communication personnelle de J.M. Malherbe, 2006).

Pour mieux voir les protubérances, une méthode nouvelle est utilisée à l'Observatoire de Meudon, en liaison avec l'obtention de S.H. (voir I.3). Un disque circulaire de diamètre constant et de densité 0.9, est disposé devant la fente du spectrographe durant le balayage. Ainsi la lumière du disque est atténuée d'environ 8 à 10 fois, ce qui permet de poser correctement sur le bord chromosphérique qui est beaucoup moins intense que le centre du disque.

Hélas, la méthode de centrage du disque est approximative (visuelle) et le disque est placé sur une platine qui permet de l'enlever pour faire les S.H. du disque. De plus, le décentrage du disque occulteur sur les S.H., à cause du système de guidage qui n'est pas parfait, ainsi que des irrégularités de défilement du chariot porte objectif, introduit aussi des imprécisions. Si le disque n'est pas centré, on a l'impression de voir une chromosphère plus épaisse sur un des bords du Soleil (Figure II.4.1.1).

³⁵ Voir site web de l'Observatoire de Paris – Meudon, **BASS2000** (BAse Solaire Sol 2000): Archive des Observations Systématiques du Soleil sous l'adresse http://bass2000.obspm.fr/present_fr.html.

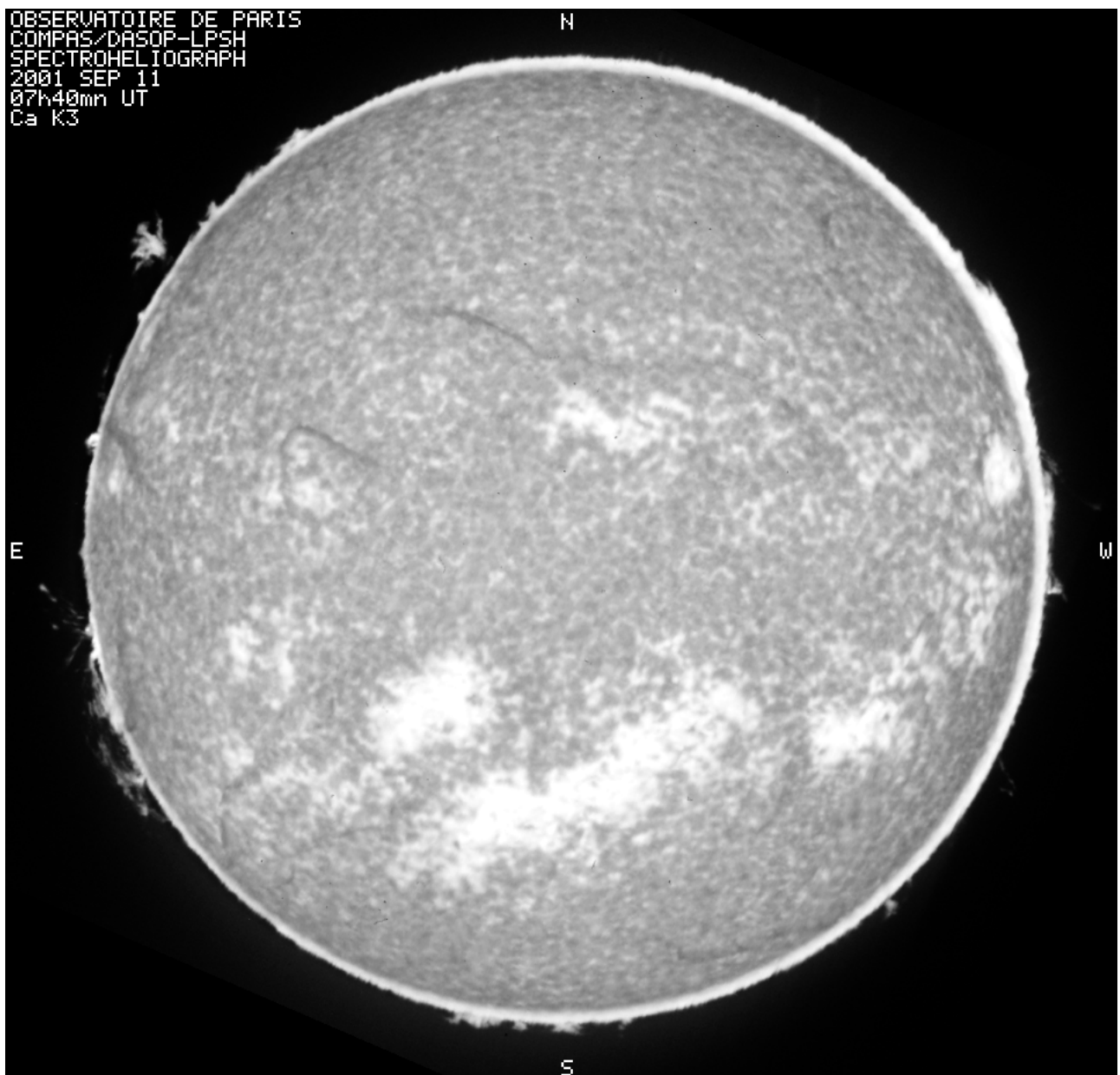


Figure II.4.1.1 – Sur ce spectrohéliogramme en *Ca II K3* de Meudon fait le 11 septembre 2001 à 07h40m TU le décentrage du disque occulteur est évident et on peut aussi remarquer des défauts de netteté sur le bord du Soleil qui est quelque peu confondu avec le bord flou du masque, ce qui rend très difficile ou impossible d'effectuer une mesure de l'épaisseur de la chromosphère.

En réalité la frange qu'on voit autour du disque occulteur n'est pas exactement la chromosphère ; elle est affectée par la lumière diffusée produite par la méthode, le disque n'étant pas toujours exactement au foyer.

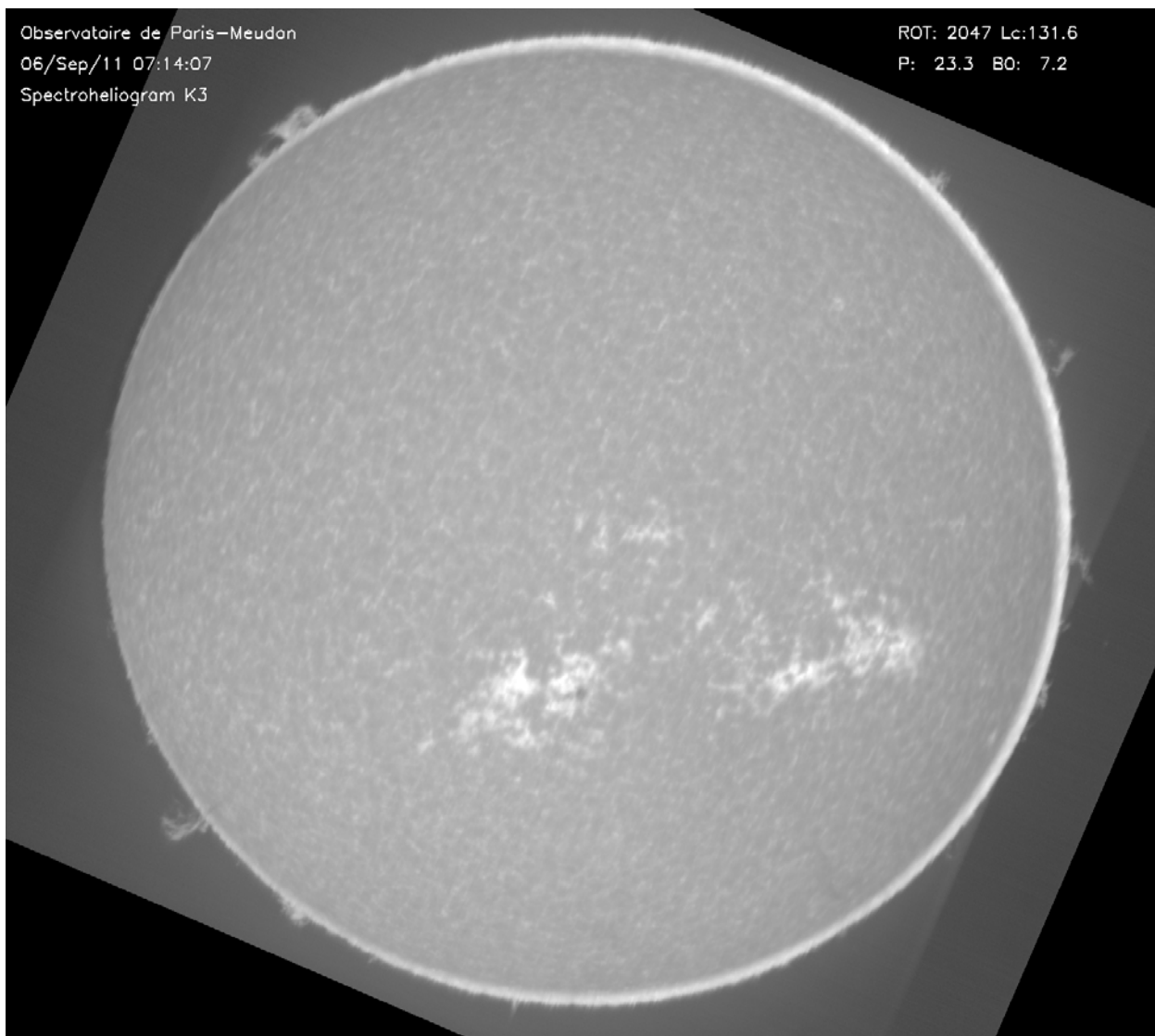


Figure II.4.1.2 – Cinq ans après l'image de la figure II.4.1.1, spectrohéliogramme en *Ca II K3* obtenu également à Meudon le 11 septembre 2006 à 07h14m07s TU. On peut toujours voir nettement le décentrage du disque occulteur et l'absence de netteté du bord solaire.

Plusieurs défauts géométriques et photométriques sont de plus introduits : réfraction atmosphérique, distorsions instrumentales, effets de bord (figure II.4.1.2) dû au disque occulteur essentiellement.

Ainsi, après de nombreuses tentatives pour visualiser et mesurer l'épaisseur de la chromosphère et l'ovalisation sur les S.H., nous avons préféré renoncer à cette méthode.

II.4.2 - Images coronagraphiques de l'instrument HACO (HAlpha COronographe) du Pic du Midi

L'instrument HACO (**H**Alpha **C**Oronographe) est un coronographe doté d'une ouverture (lentille simple) de 150 mm qui réalise des observations dans la raie $H\alpha$ de l'hydrogène. Il est largement utilisé par des équipes d'Observateurs Associés (O.A.) dirigées par J.-C. Noëns (Romeuf et al., 2006).

Le tube optique est associé à deux caméras : une caméra de surveillance reliée à un moniteur vidéo (qui sert à contrôler le centrage sur les images), et une autre caméra CCD de mesures à haute résolution reliée à un dispositif d'acquisition **numérique** (figure II.4.2.1).

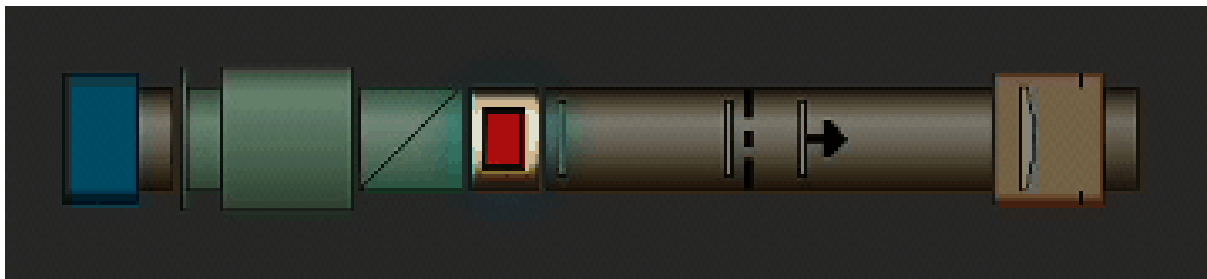


Figure II.4.2.1 - L'objectif du coronographe (à droite) est une lentille simple peu diffusante dont l'image primaire du Soleil est formée sur un disque occulteur, très légèrement plus grand que la taille de l'image du Soleil. La lumière émise les protubérances est isolée à l'aide d'un filtre interférentiel (0.35 nm ou 3.5 \AA), qui ne laisse passer que la raie $H\alpha$ de l'hydrogène (à 656.3 nm de longueur d'onde, émise dans le rouge).

L'image du Soleil est occultée à l'aide de disques de diamètre variable (figure II.4.2.2) suivant l'époque de l'année (coronographe de Lyot) à cause des variations saisonnières du diamètre angulaire du Soleil (voir Chapitre I – I.1.2 : "Comment la *Réfraction Différentielle* introduit un aplatissement du Soleil en fonction du lieu d'observation, de la position dans le ciel et de l'époque de l'année").

Cependant, une frange de diffraction importante, dont la nature n'est pas parfaitement élucidée, apparaît sur toutes les images (figure II.4.2.3). Cette frange n'est pas la chromosphère, mais une petite contribution due à la chromosphère y est cependant perceptible, comme le montre les images de spicules géants apparaissant aux pôles durant les années de minimum d'activité (J.C. Noëns & O. Wurmser, 2000). Bien entendu, la photosphère est complètement occultée et aucune référence n'existe pour mesurer l'épaisseur de la chromosphère.



Figure II.4.2.2 – Le disque occulteur est protégé par un cône (en bleu sur le dessin) de la chaleur provoquée par la convergence des rayons solaires à cet endroit. Disque et cône sont séparés par trois rondelles de mica. L'ensemble, vissé sur la lentille de champ, doit occulter ainsi la lumière intense émise par la surface du Soleil et ne laisser apparaître que celle de la couronne (d'après les O.A.).

La frange parasite (voir figure II.4.2.4 qui donne quelques indications sur le principe à suivre pour faire des corrections) empêche la mesure de la chromosphère. Son décentrage est également très gênant, même si des corrections informatiques peuvent être introduites. C'est dommage car de très nombreuses images CCD ont été produites par cet instrument depuis plus de 10 ans.

En effet, l'instrument HACO est plus petit de diamètre d'objectif primaire que celui du "One-Shot Coronagraph" à l'Observatoire NSO Sac Peak (USA) et le coronographe ne permet pas de faire le même genre d'images à cause de la diffraction produite par la lentille d'entrée et le disque occulteur qui sont plus petits et produisent une frange de diffraction beaucoup plus importante due à de la lumière diffractée (Romeuf et al. 2006). Cette lumière parasite empêche de voir les spicules (sauf le haut des spicules géants) et on ne voit donc pas le bord chromosphérique.

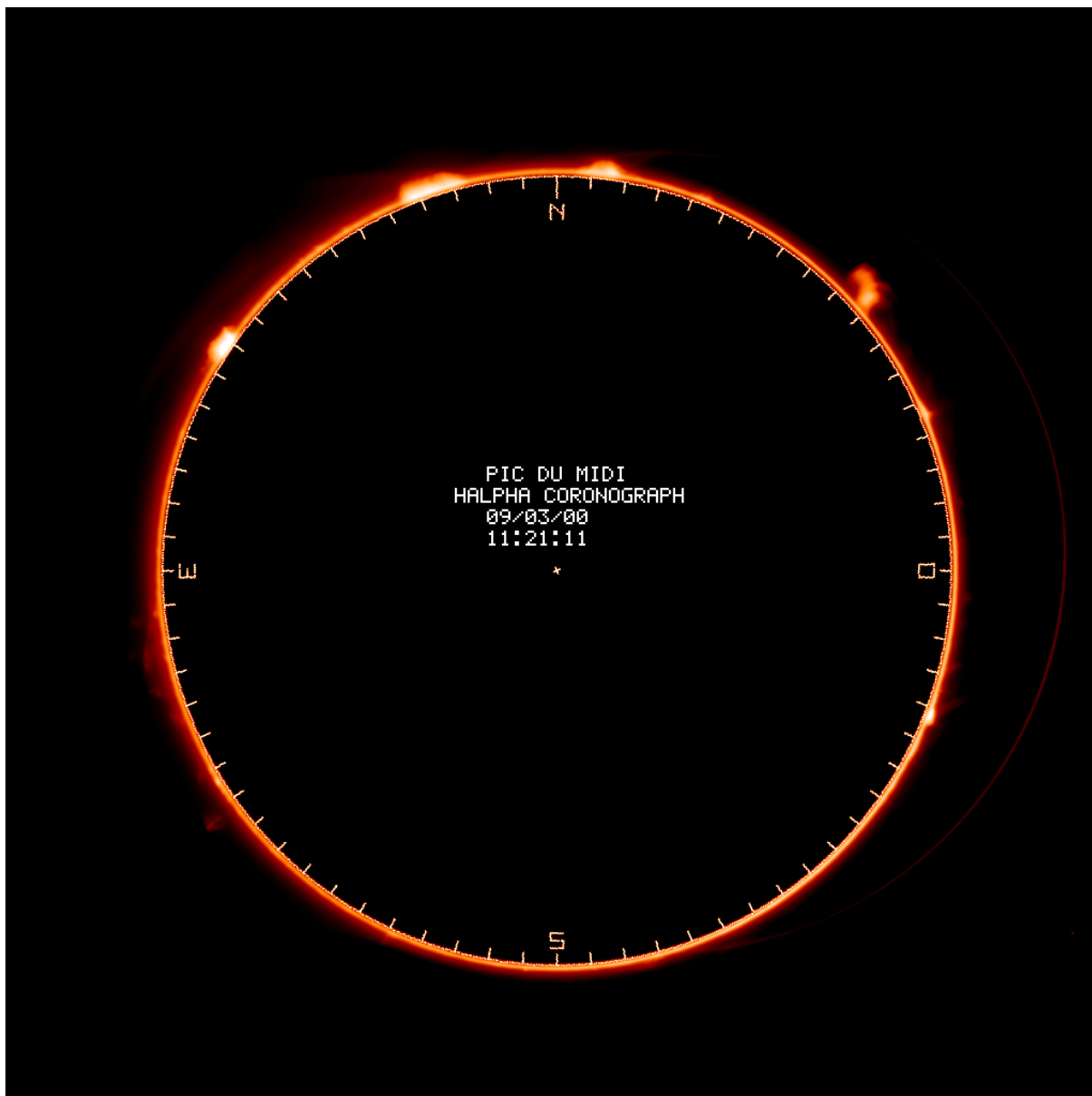


Figure II.4.2.3 – Image typique fournie par HACO. La principale difficulté de ce type d'observation consiste à minimiser la lumière parasite diffusée par l'instrument lui-même. La couronne solaire, dans sa partie la plus basse, est environ un million de fois moins brillante que le Soleil c'est à dire au moins 10 fois moins brillante que la luminosité d'un ciel pur à 3000 mètres d'altitude. Son observation en dehors des éclipses ne peut se faire que dans les raies d'émission qui permettent d'augmenter le contraste des structures observées par rapport au fond de ciel. Le principe du coronographe permet une correction imparfaite de la lumière diffusée par l'instrument. Dans la raie H α observée avec un filtre assez large (environ 3 Å, voir Romeuf et al. 2006) et à l'aide d'une camera CCD, les faibles protubérances apparaissent (intensités environ 1000 fois moins grandes que celle de la photosphère) mais une frange de diffraction parasite importante gêne la mesure de l'épaisseur de la chromosphère. L'auréole qu'on voit à droite de l'image peut être due à une réflexion multiple et à un défaut de collimation (voir I.3 – Filtrogrammes et Spectrohéliogrammes). Le phénomène d'ovalisation de la frange chromosphérique n'a pas pu être mis en évidence quantitativement à l'aide de ces observations, même en utilisant le plus petit des disques occulteurs. Seules des mesures qualitatives ont été réalisées.

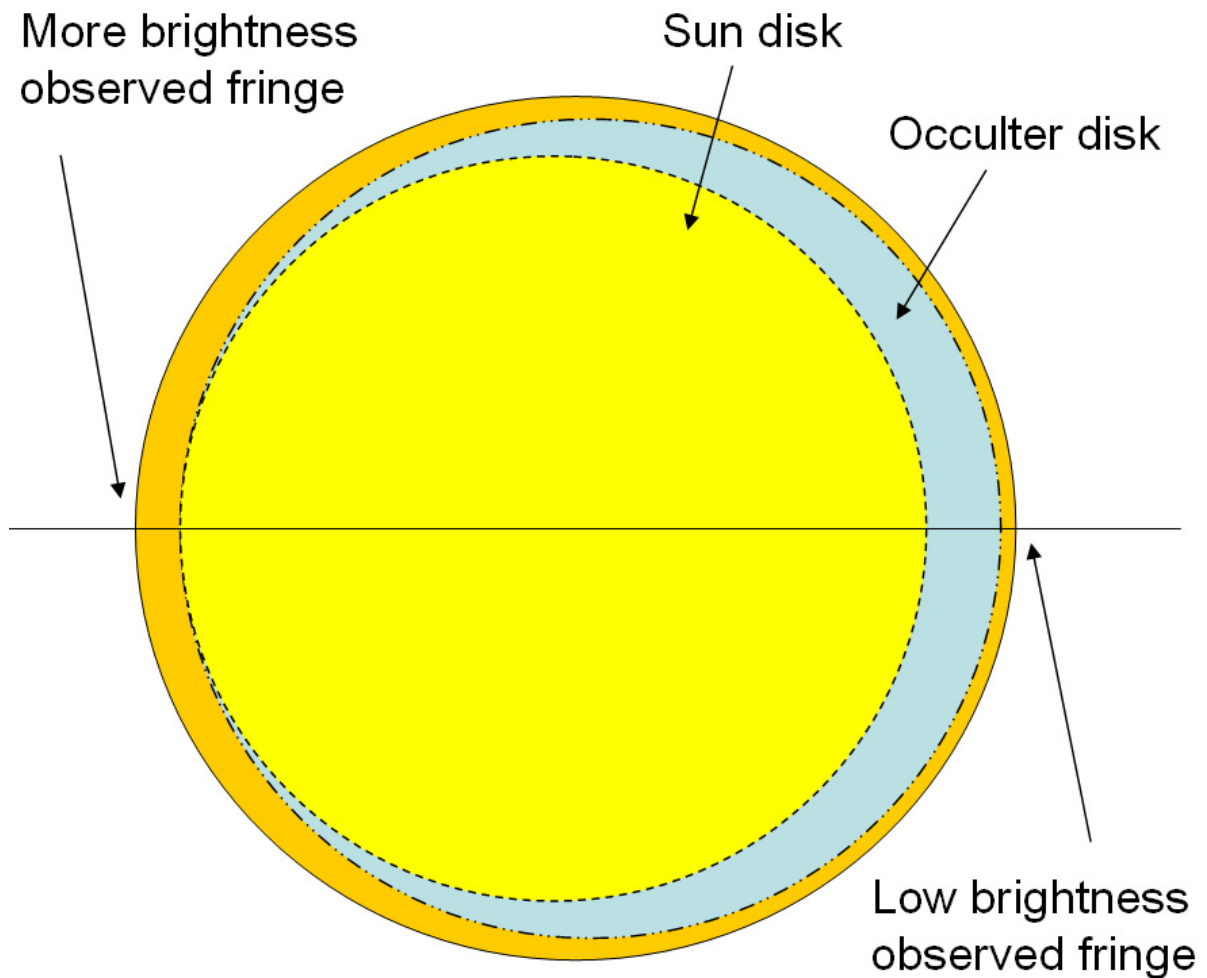


Figure II.4.2.4 – Effet du décentrage du disque occulteur interne (en vert) par rapport au disque du Soleil (en jaune clair). Ceci provoque une frange observée (jaune foncé) plus brillante à gauche qu'à droite, donnant l'impression d'une chromosphère plus épaisse à un endroit donné du Soleil (voir figure II.4.2.1). Ces effets sont particulièrement difficiles à prendre en ligne de compte avec le décentrage car il y a mélange d'effets dus à la diffraction et la diffusion autour du disque occulteur, effet dû à l'agitation des images durant la pose, et effets dus à des défauts de guidage et, finalement, de la dispersion atmosphérique. Schéma dû à D. Romeuf (Romeuf et al. 2006).

Des spicules géants sont vus à l'aide de l'instrument HACO, au moins en période de minimum d'activité (J.C. Noëns et O. Wurmser, 2000), une période où l'ovalisation et les trous coronaux sont présents. Les résultats HACO posent d'ailleurs la question de savoir quel rôle peuvent jouer ces spicules géants assez comparables au macrospicules observés dans la raie de l'He II à 304Å sur EIT (SoHO) ou dans la raie du C IV, avec le télescope TRACE (voir Chapitre I – I.5.2 Observations récentes : NIXT ; la chromosphère en absorption sur les images TRACE). Cette question n'est pas considérée dans la thèse. Des éléments de réponse peuvent être trouvés dans l'article consacré à une interprétation théorique de l'ovalisation par Filippov, Koutchmy et Vilinga (2006).

En ce qui concerne l'ovalisation, seule des mesures approximatives peuvent être considérées. Ainsi, nous avons sélectionné une image obtenue récemment, le 06 juin 2006 (figure II.4.2.5) parmi l'énorme collection disponible, pour essayer d'appréhender l'ovalisation de la chromosphère en cette période proche du minimum d'activité. L'image sélectionnée a été obtenue à 10h25m T.U. avec un occulteur relativement bien centré (figure II.4.2.5). L'angle de position P étant de $-13^{\circ}.4$ ce qui signifie que sur le cliché sélectionné le pôle N solaire pointait vers le zénith, ou que l'axe de rotation N - S solaire était dirigé verticalement dans un système de coordonnées terrestre à l'heure de la prise de vue. La réfraction différentielle (R.D.) était faible, moins de $0''.5$ sur le diamètre, car la hauteur du Soleil était supérieure à 60° (déclinaison " δ " du Soleil de $+22^{\circ}38'$) les conditions sont donc très favorables. L'effet de la R.D. est d'aplatir l'image ce qui, dans ce cas, est l'effet exactement inverse de celui qui produit l'ovalisation chromosphérique. En examinant très attentivement l'auréole (figure II.4.2.6), nous avons mesuré une auréole plus étendue au delà du disque occulteur dans le sens N - S d'une valeur d'environ $4''\pm 1''$ sur le diamètre, ce qui semble bien correspondre à l'ovalisation attendue de la chromosphère en période de minimum d'activité (voir Table II.2.1.1). Il resterait à comprendre pourquoi la frange de diffraction est influencée par la frange chromosphérique qui est théoriquement occultée par le disque interne ? On peut penser qu'une certaine quantité de lumière venant de la frange chromosphérique est étalée par le flou et l'agitation des images et peut-être aussi par les imperfections de l'optique, produisant un effet supplémentaire sur l'intensité de la frange. Pour aller plus loin avec ce raisonnement, de nombreux paramètres comme l'étalonnage des effets de diffraction et d'étalement atmosphériques sont nécessaires ce qui semble impossible à obtenir pour chaque image effectuée (ces paramètres varient d'une image à l'autre).

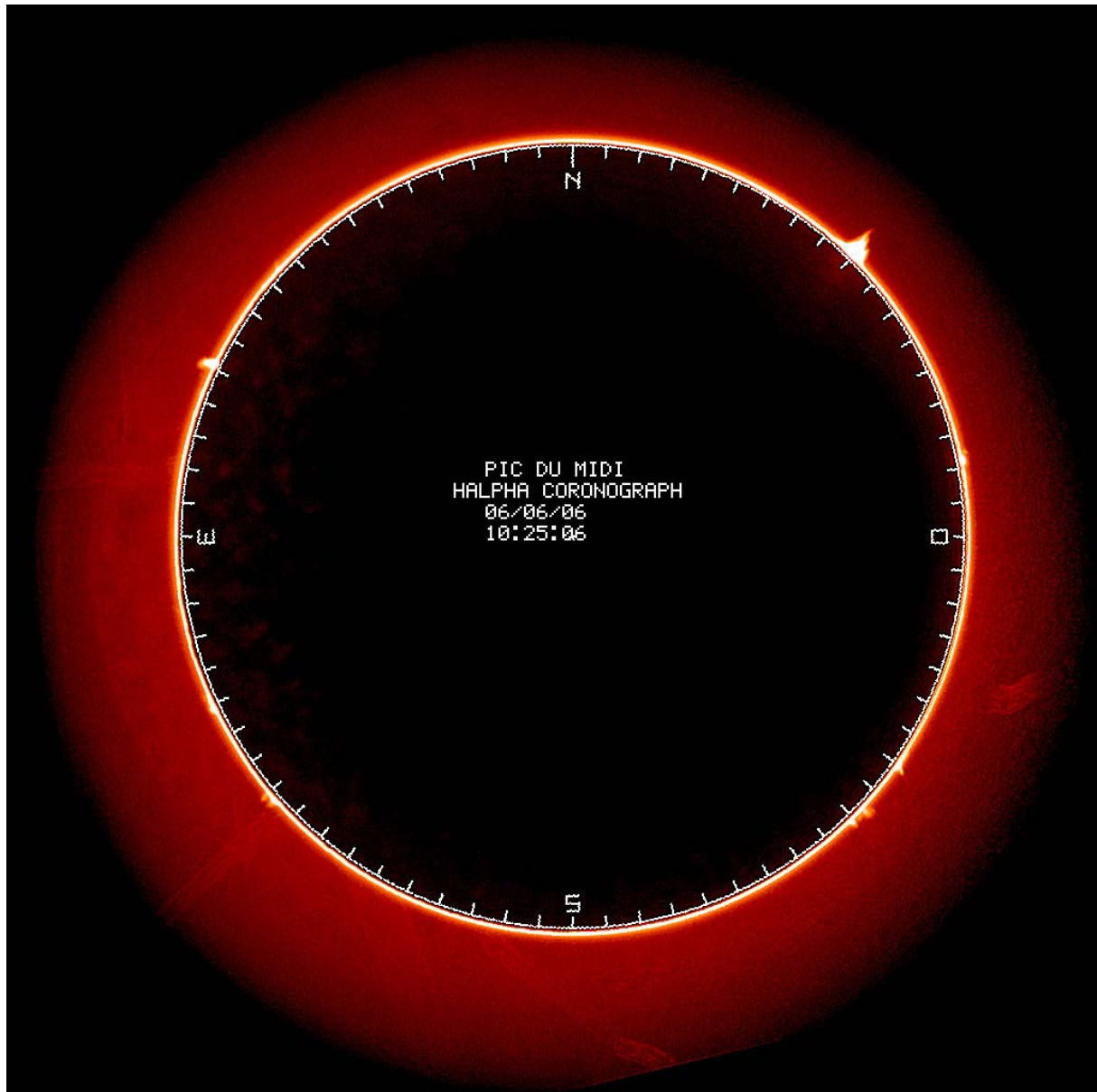


Figure II.4.2.5 – La frange de diffraction sur l'image sélectionnée obtenue avec l'instrument HACO au Pic du Midi le 06 juin 2006 à 10h25m06s T.U., dont l'analyse semble indiquer une ovalisation *NS* qui ne peut pas s'expliquer par la réfraction différentielle car le Soleil est haut dans le ciel ($h > 60^\circ$) et la R.D. produit l'effet inverse.

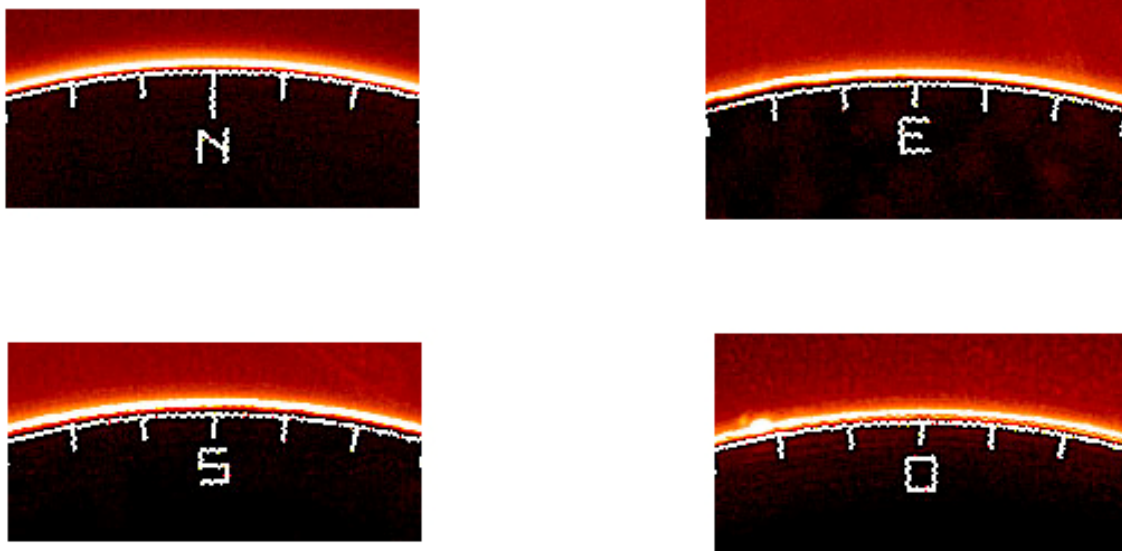


Figure II.4.2.6 – Agrandissement sur la frange de diffraction de la figure II.4.2.4 précédente. La frange est plus épaisse au *N* et au *S* qu'à équateur (*E* et *O*). Les images ont été traitées pour augmenter le contraste sur les détails les plus petits (masque flou).

II.4.3 – Images du "One-Shot Coronagraph" de NSO/SP

A l'occasion d'un séjour à l'Observatoire "NSO-Sac Peak" au Nouveau Mexique – USA (2850 m d'altitude, 32°47' de latitude nord) en octobre - novembre 2004 et avec l'accord du Directeur de NSO, j'ai pu évaluer puis étudier de nombreuses images conservées dans les archives de l'Observatoire. Il s'agit surtout de grosses bobines de films de 70 mm de largeur et environ 160 m de longueur, contenant les observations effectuées sur un instrument dédié, le "One-Shot Coronagraph", durant environ une vingtaine d'années (1980-2000). La qualité de ces observations uniques au Monde est évidemment très inégale. L'objectif de l'expérience était la surveillance de l'activité de la chromosphère et de la couronne, grâce à des images coronographiques obtenues sur film photographique grand format.

Compte tenu du grand format des images (70x70 mm²), cette expérience n'a jamais pu être transformée pour utiliser une camera CCD comme détecteur.

L'instrument "One-Shot Coronagraph" est un coronographe photographique qui prend des séquences d'images dans les raies d'émission coronales à $\lambda 5303\text{\AA}$ (*Fe XIV*), $\lambda 6374\text{\AA}$ (*Fe X*) et aussi des protubérances et du disque à $\lambda 6563\text{\AA}$ (raie *H α* de *H I*), avec un objectif simple à *f*/11 de 20 cm d'ouverture (figure II.4.3.1).

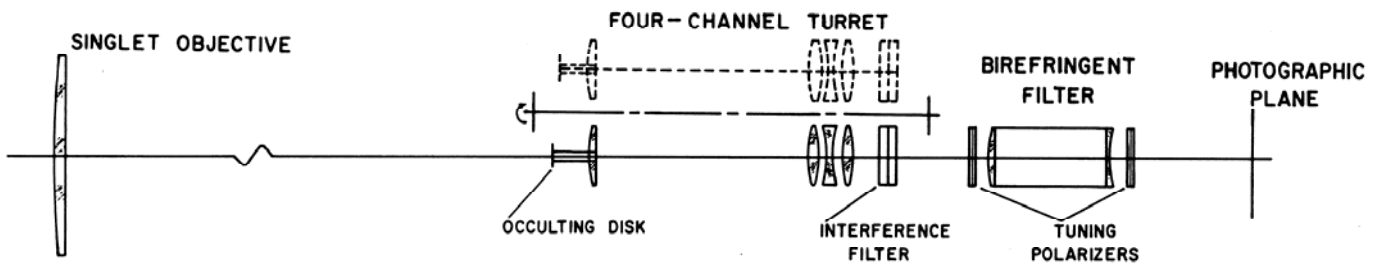


Figure II.4.3.1 – Schéma optique de l'instrument "One-Shot Coronagraph" situé dans la coupole du "Hilltop Facility" de l'observatoire NSO/Sac Peak aux États-Unis d'Amérique (USA). Une lentille simple de 20 cm de diamètre et 2.5 m de focale réalise l'image primaire sur les disques occulteurs internes, devant les lentilles de champ puis, un filtre de Lyot de bande passante multiple (cannelure) de $\sim 1\text{\AA}$ de bande passante situé derrière un ensemble tournant de lentilles de reprise optique et de filtres bloqueurs, puis une caméra photographique automatisée Photosonics 70mm avec film Kodak à la sortie. Cet instrument a fonctionné en routine durant plus de 1 cycle d'activité solaire (autour du cycle 22 dans les années 1980-2000).

Le système optique secondaire disposé sur une monture tournante autour d'un axe parallèle à l'axe optique de l'instrument est composé par quatre chaînes optiques différentes qui correspondent à chaque type d'observation de façon à ce que chaque système puisse automatiquement se co-aligner avec l'objectif et assurer une bonne

qualité d'images dans chaque bande passante, sans chromatisme dans l'image finale. Un filtre de Lyot biréfringent (non bloqué) transmet en simultané les deux raies coronales et $H\alpha$, avec une bande passante de $\sim 1\text{\AA}$. Des pré-filtres étroits (filtres interférentiels bloqueurs de quelques \AA de bande passante) sélectionnent les raies pour chaque canal. L'enregistrement des images est fait à l'aide d'une grosse camera motorisée Photosonics 70mm programmable (temps de pose et cadences), sur des films Kodak. Les temps d'exposition sont de 5 à 60s pour la couronne (suivant le "seeing" et la luminosité et l'état du ciel), 1 à 5s pour les protubérances et $< 1\text{s}$ pour le disque en $H\alpha$ (dans ce canal, il n'y a pas d'occulteur évidemment).

Les images sont photographiques. Malgré un effet de décentrage très gênant (figure II.4.3.2), ici le disque occulteur est relativement bien ajusté durant les observations, grâce au système automatique de pointage et de suivi de l'ensemble instrument et monture (qui supporte d'autres instruments de routine). La frange de diffraction est moins gênante que sur l'instrument HACO (voir II.2.2) car l'objectif utilisé, de 20 cm de diamètre laisse mieux voir la chromosphère. Il est plus grand de diamètre, et mieux corrigé et produit donc moins de diffraction. Cela autorise des tentatives de mesure relative de l'épaisseur de la chromosphère, à condition de sélectionner des images "bien" centrées et des instants de la journée où le Soleil est suffisamment haut pour que l'effet de la réfraction différentielle atmosphérique soit inférieur à l'effet d'ovalisation de la chromosphère. Des mesures ont donc été réalisées.

A noter que le filtre $H\alpha$ utilisé est suffisamment large pour laisser passer une fraction de lumière d'origine photosphérique (étalonnage jamais réalisé, hélas), ce qui complique la mesure car le disque photosphérique est affecté des effets de l'atmosphère terrestre, mais pas le disque occulteur interne de l'instrument.

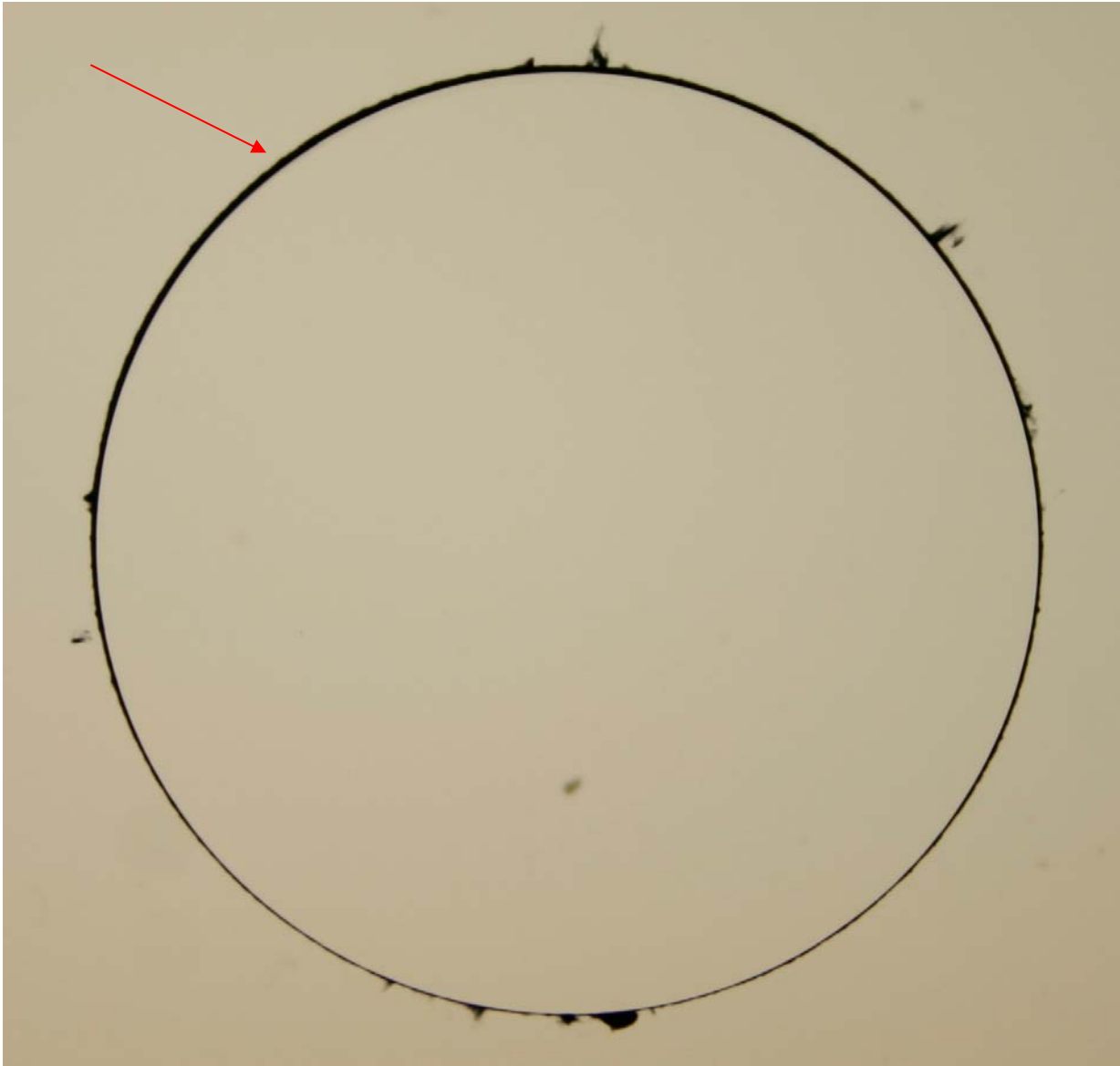


Figure II.4.3.2 – Sur cette image numérisée non orientée obtenue à partir des images photographiques sur film 70 mm faites à l'aide de l'instrument "One-Shot Coronagraph" de l'Observatoire de Sacramento Peak – USA avec un filtre de 1Å de bande passante, on voit bien le décentrage du disque occulteur de sorte qu'on a l'impression de voir un allongement (flèche rouge) dans le sens quasi-polaire (nord), alors qu'il s'agit d'un effet instrumental ajouté à l'effet de la réfraction atmosphérique (Soleil bas dans le ciel). Par ailleurs, on ne voit pas la photosphère à cause de l'effet du disque occulteur du coronographe mais le sommet de la chromosphère est visible. On a rejeté ce type d'image décentrée pour les mesures de l'épaisseur de la chromosphère.

Nous avons d'abord cherché à évaluer les images obtenues avec le "One-Shot Coronagraph" de NSO-SP en visualisant les bobines de films conservées dans les archives (chaque bobine contient environ 1 mois d'observations concentrées sur les périodes de ciel coronal, d'octobre à juin essentiellement³⁶ et la plupart de ces bobines n'ont servi pour aucun travail de nature scientifique). Ceci est réalisé à l'aide d'un dispositif spécial³⁷ construit dans cet observatoire. Nous avons ensuite choisi visuellement une série d'images sur chaque bobine sélectionnée avec les critères suivants :

- a) Images obtenues avec le Soleil suffisamment haut dans le ciel, au moins 45°, pour réduire les effets dues à la réfraction différentielle, ce qui est difficile en hiver (Soleil bas ; ciel devenant moins bon vers midi à cause de l'échauffement diurne qui provoque l'agitation de l'atmosphère).
- b) Bonne qualité photométrique et disque occulteur relativement bien centré pour éviter les effets instrumentaux.
- c) Images obtenues près du minimum du cycle d'activité solaire, d'une part, et du maximum, d'autre part.
- d) Images en H α disponibles dans les séquences avec temps de pose optimum.

³⁶ Pendant la période d'octobre à juin dans ce site situé à 2800 m d'altitude dans un massif des Rocheuses situé près du "désert" du Nouveau Mexique (USA) le ciel est coronal, parce que c'est en octobre qu'a lieu la chute des premières neiges enlevant toutes les impuretés qui s'envolent dans le ciel pendant l'été, tel que du pollen, des toiles d'araignées, etc. faisant partie des aérosols continentaux.

³⁷ Nous avons bénéficié de l'appui du Directeur de NSO-SP, le Dr. Steve Keil, qui a grandement facilité tout ce travail. Par ailleurs, une table éclairante de 1.5 m de long construite spécialement pour visualiser les bobines des films grand format avec un système de déroulement des films sur flasques spéciales de grand diamètre a pu être mise à notre disposition. C'est un système unique au monde, conçu pour ce type de bobines et de films.

Mesures

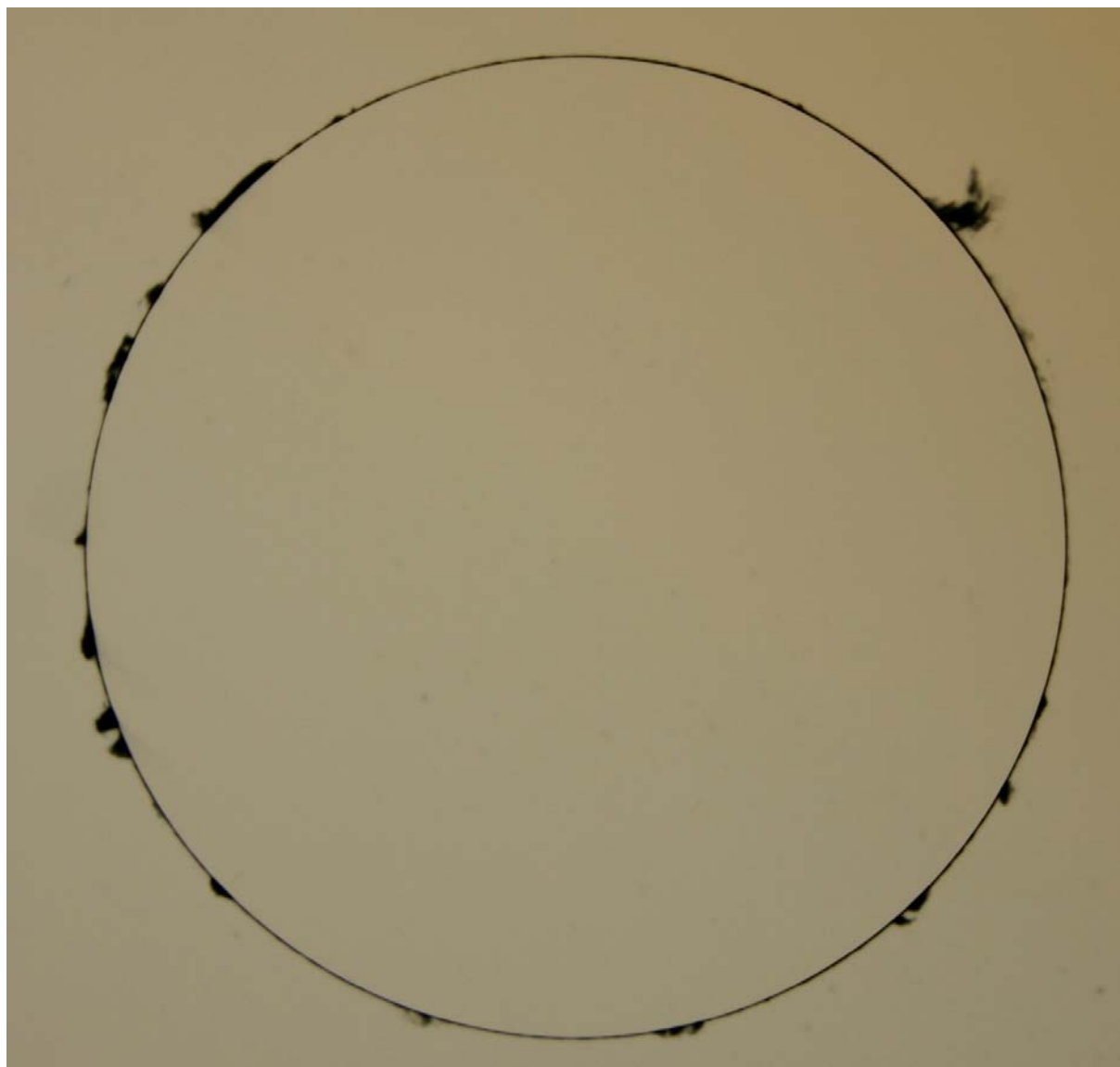


Figure II.4.3.3 – Image sélectionnée de la chromosphère solaire en maximum du cycle d'activité solaire prise le 26 mai 1990 à 11h 07m (temps local) avec l'instrument "One-Shot Coronagraph" à l'Observatoire de Sacramento Peak –USA et numérisées à l'aide d'un appareil photo numérique reflex Canon 300D de 6 Mpx.

Après cette sélection et des essais infructueux de digitalisation au microdensitomètre à faisceau laser³⁸ de l'Observatoire, nous avons procédé à la numérisation des images à l'aide d'un dispositif optique assez simple permettant d'obtenir de bonnes images sur un appareil photo numérique de type CANON 300D avec 6 millions de pixels (2600 x 2100), de manière à conserver au mieux la résolution du film. Le dispositif nécessite une bonne orientation pour éviter toute distorsion supplémentaire.

Pour l'époque du maximum du cycle d'activité solaire des mesures ont été effectuées sur une image sélectionnée (figure II.4.3.3) prise à 11h 07m (heure locale) ou 17h 07m T.U. le 26 Mai 1990, avec le Soleil à 78°, donc très haut dans le ciel, et presque au voisinage du méridien local. Ces mesures ont été réalisées en calculant les diamètres de l'image (point d'inflexion) dans le sens polaire, puis dans le sens équatorial à l'aide du logiciel Maxim DL. Plusieurs mesures sont réalisées de manière à réduire le bruit, sur la même image et en réalité, plusieurs images ont été mesurées mais non retenues quand les sources d'erreurs étaient trop nombreuses.

Il y a par ailleurs sur l'image retenue un effet minimum de réfraction différentielle de l'ordre de 0.43" d'arc sur le diamètre dans le sens polaire (voir annexe A.5 graphique A.5. 3 et A.5.7), ce qui peut se traduire par un faible aplatissement dans le sens nord sud solaire. Une étude détaillée de l'image montre une absence notoire d'ovalisation en cette période de maximum d'activité, compte tenu des nombreuses petites protubérances (voir figure II.4.3.3). La précision est de l'ordre de $\pm 0''.5$ soit mieux que la dimension d'un pixel car la position du bord chromosphérique est évaluée sur une étendue notoire du bord, de manière à ne pas tenir compte des petites protubérances et spicules géants, et de manière à intégrer sur une certaine étendue (environ 100" à 200") pour réduire le bruit.

³⁸ A cause surtout de nombreux effets de franges dans le champ qui gênent les mesures du bord.

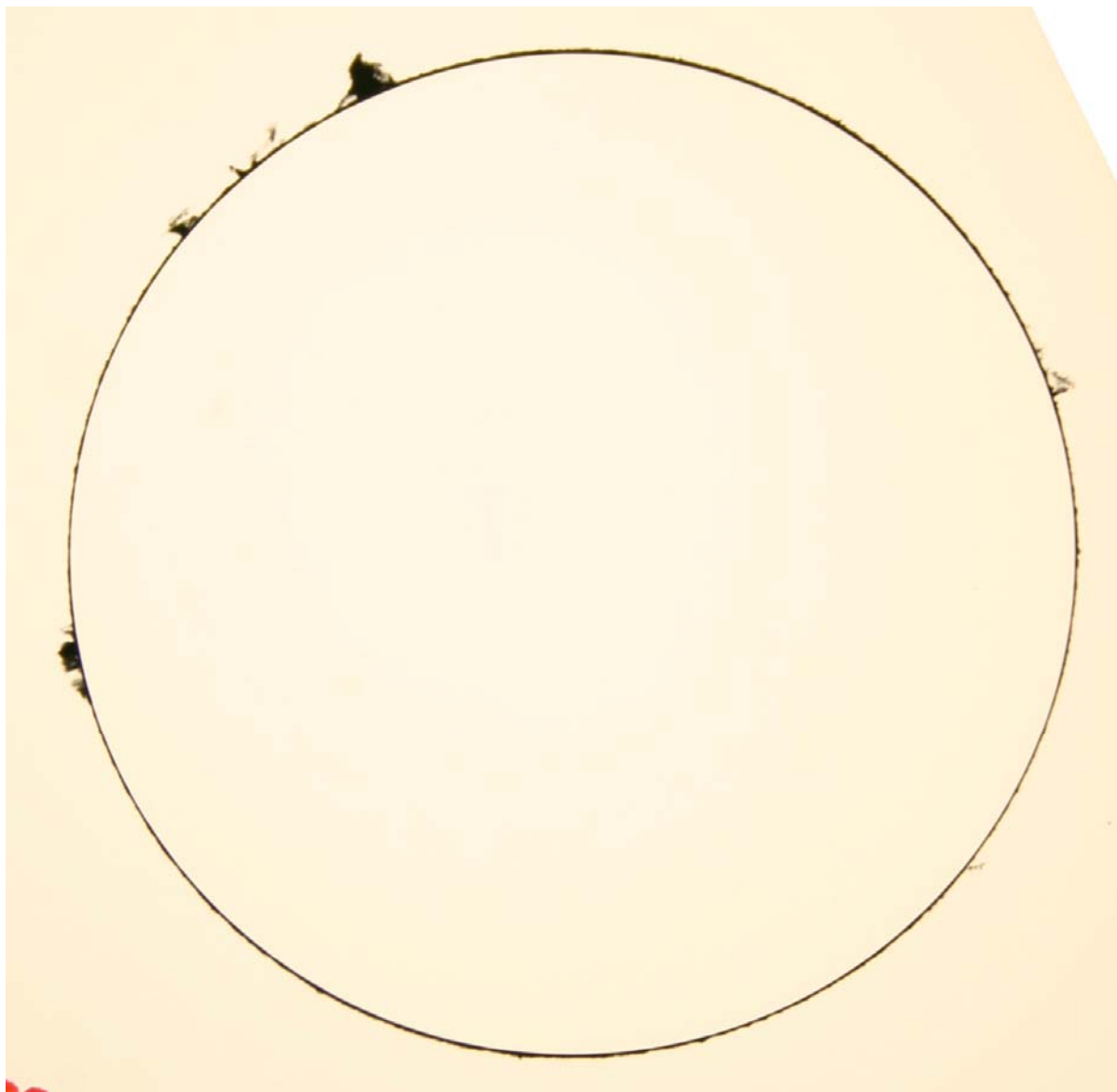


Figure II.4.3.4 - Image coronagraphique sélectionnée de la chromosphère solaire près du minimum du cycle d'activité, prise le 3 juin 1997 à 11h06m avec l'instrument "One-Shot Coronagraph" à l'Observatoire de Sacramento Peak –USA, à l'aide d'un appareil photo numérique reflex Canon 300D de 6 Mpx après numérisation sur 12 bits. L'image est orientée avec le nord solaire *PN* en haut. Remarquer la frange parasite très fine de diffraction qui laisse néanmoins apparaître le sommet des spicules de la chromosphère, et permet donc de mesurer une ovalisation.

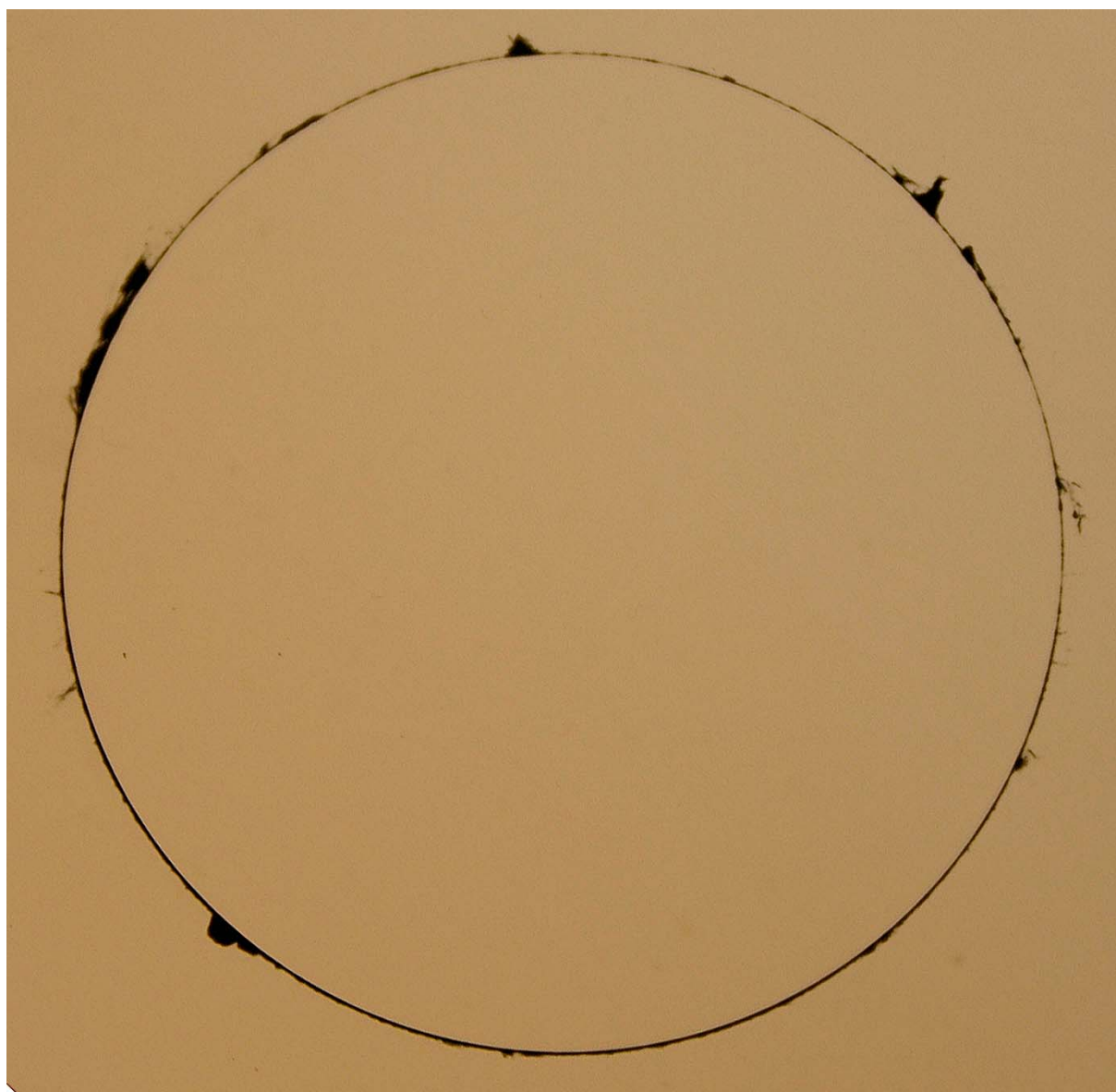


Figure II.4.3.5 – Comme pour la figure précédente, mais au cycle d'activité précédent le 06 mai 1985 à 15h 21m T.U., alors que le Soleil montrait une petite recrudescence d'activité.

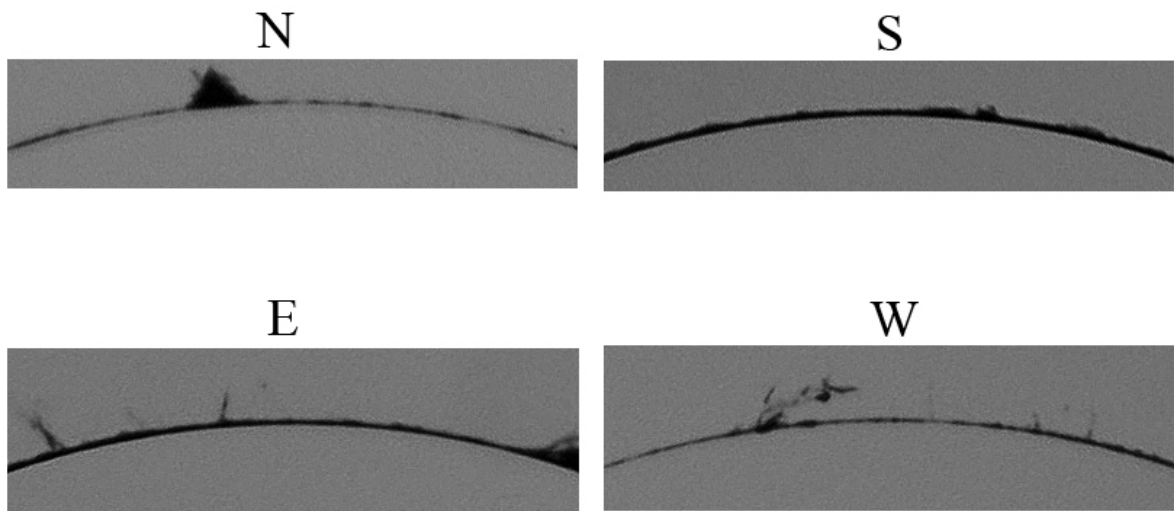


Figure II.4.3.6 – Zoom sur les parties intéressantes (pôles, équateur) de l'image précédente du 06 mai 1985.

Par contre, les mesures effectuées sur des images situées près du minimum du cycle d'activité solaire (figure II.4.3.4) permettent de mesurer l'ovalisation. Ainsi avec le Soleil à 11h 06m (heure locale), à une heure environ du passage au méridien local le 03 juin 1997 et donc affecté de seulement $0.43''$ d'arc de réfraction différentielle dans le sens polaire (correspondant à un aplatissement dans le sens vertical - voir annexe A.5 graphique A.5. 3 et A.5.7), l'ovalisation est d'environ $4'' \pm 1''$ d'arc (~ 3.000 km) sur le diamètre chromosphérique du Soleil. Cette mesure est effectuée par rapport au disque occulteur considéré comme parfaitement circulaire et non affecté par l'effet de la réfraction atmosphérique. En ajoutant l'effet de la R.D., la valeur de l'ovalisation réelle est donc estimée à $4''.4 \pm 1''$ d'arc.

Nous avons tenté une autre mesure au voisinage du minimum d'activité précédent, c'est-à-dire celle du cycle 20. La figure II.4.3.5 montre l'image sélectionnée dans la collection obtenue le 06 mai 1985, et un zoom sur les zones intéressantes, figure II.4.3.6. Les mesures donnent une ovalisation en fait réduite à $1''.5 \pm 0''.5$ sur le diamètre ce qui nous a étonné. Nous avons donc cherché quelle pourrait en être la cause ? Seule une étude fine de la variation des différents indices d'activité semble pouvoir apporter une réponse (figures II.4.3.8/9).

Enfin il est à remarquer que la frange mesurée au coronographe de SP correspond en réalité à une superposition de la haute chromosphère (haut des spicules) et d'une certaine quantité de lumière diffractée autour du disque occulteur, qualité qui, dans le cas du coronographe HACO du Pic du Midi, s'est avérée beaucoup plus rédhibitoire.

A noter que ces mesures sont faites sur les images les plus optimales et elles sont rares (des milliers d'images sont prises en mode routine mais très peu sont utilisables pour ce type de mesure).

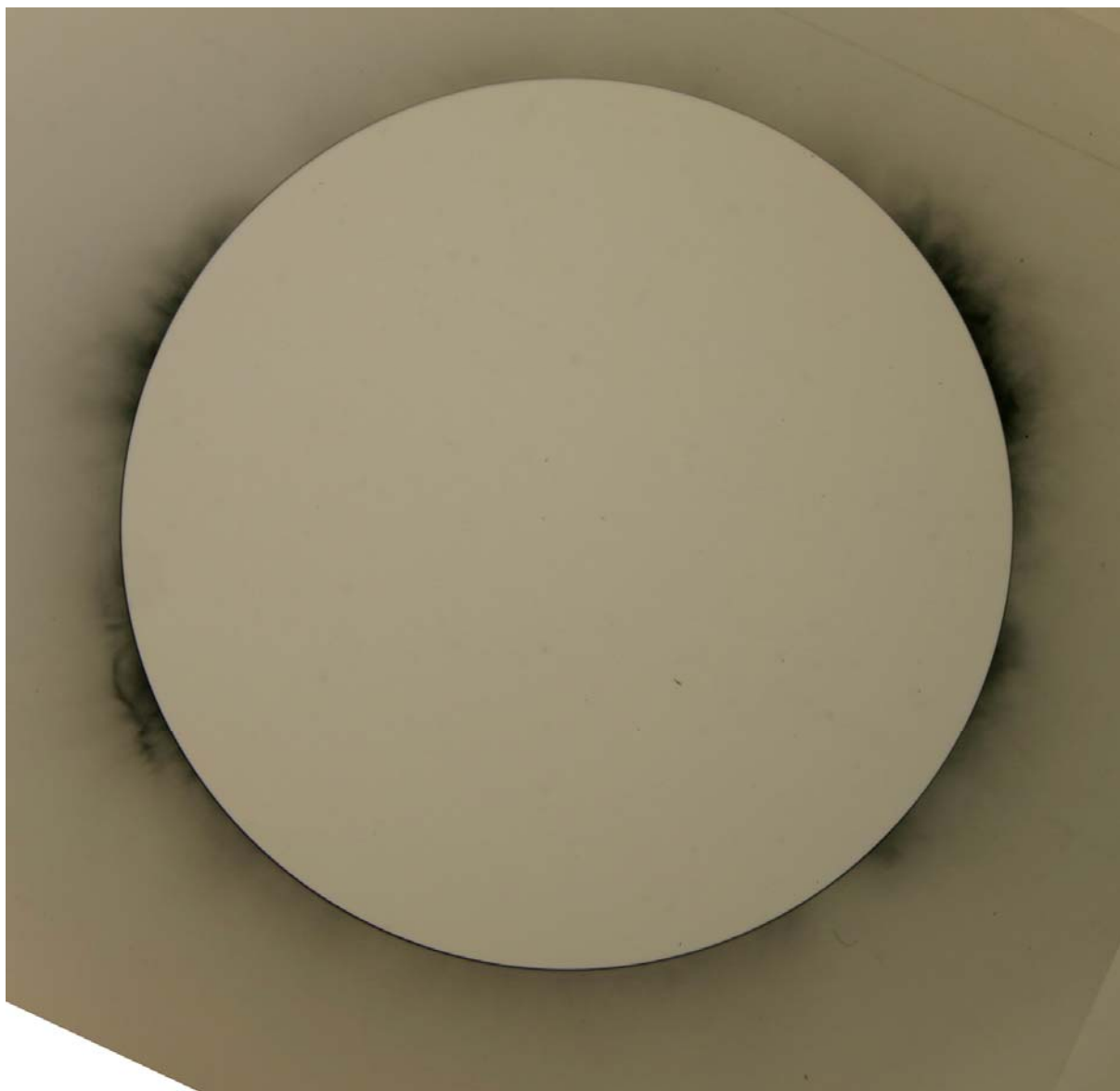


Figure II.4.3.7 – Image de la couronne solaire du 06 mai 1985 à 15h 20m 45s, obtenue au filtre 530.3 nm sur la raie verte du *Fe XIV* (température environ 2 million de K), dans la même séquence que l'image H α de la figure II.4.3.5. Cette image montre de manière évidente que la couronne était encore, à cette période de minimum, active.

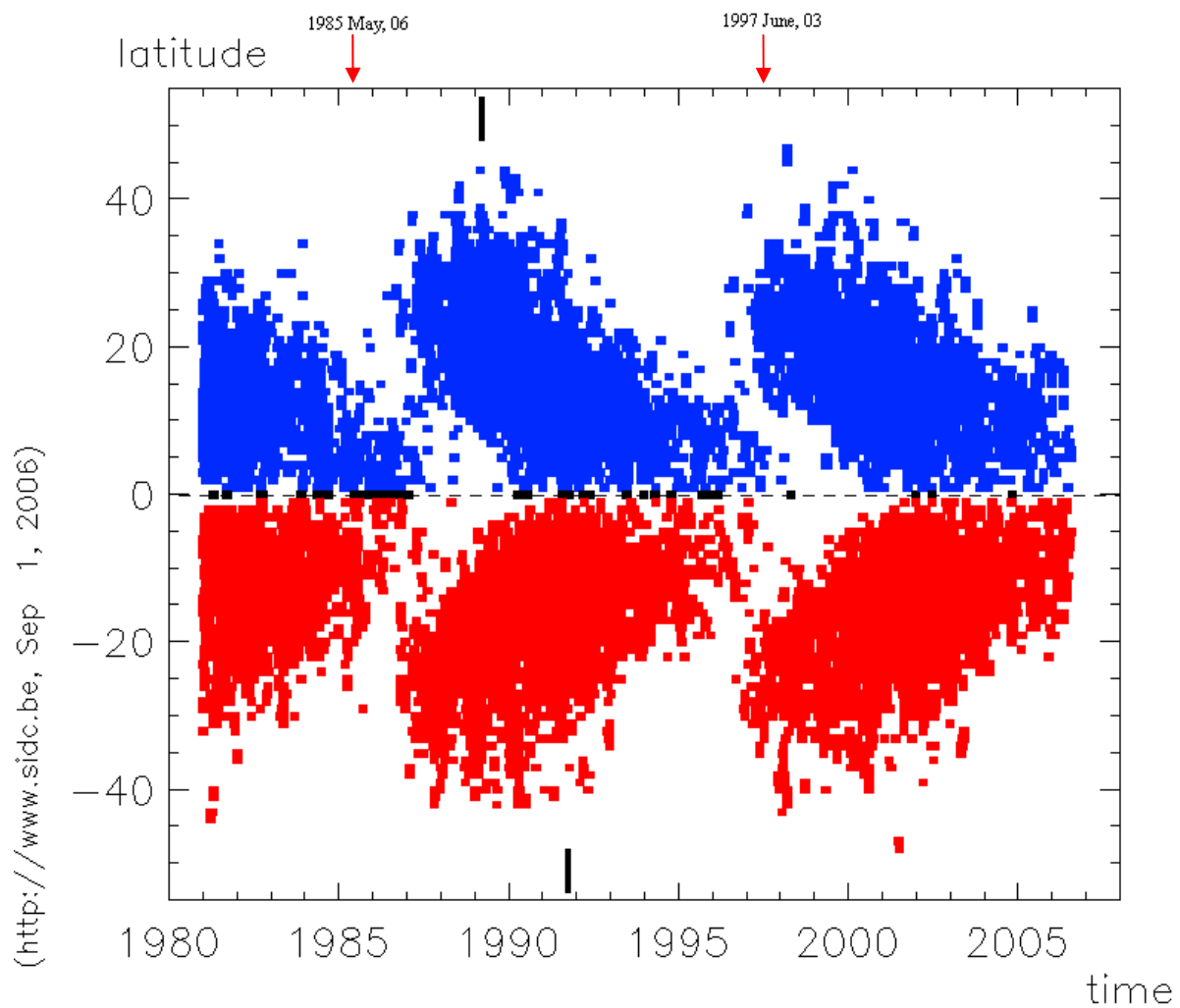


Figure II.4.3.8 - Diagramme "papillon" de Maunder montrant la distribution des taches solaires au cours des cycles d'activité 20 à 22. Les dates sélectionnées pour les mesures en période de minimum d'activité sont montrées avec une flèche (SIDIC - Solar Influences Data Analysis Center).

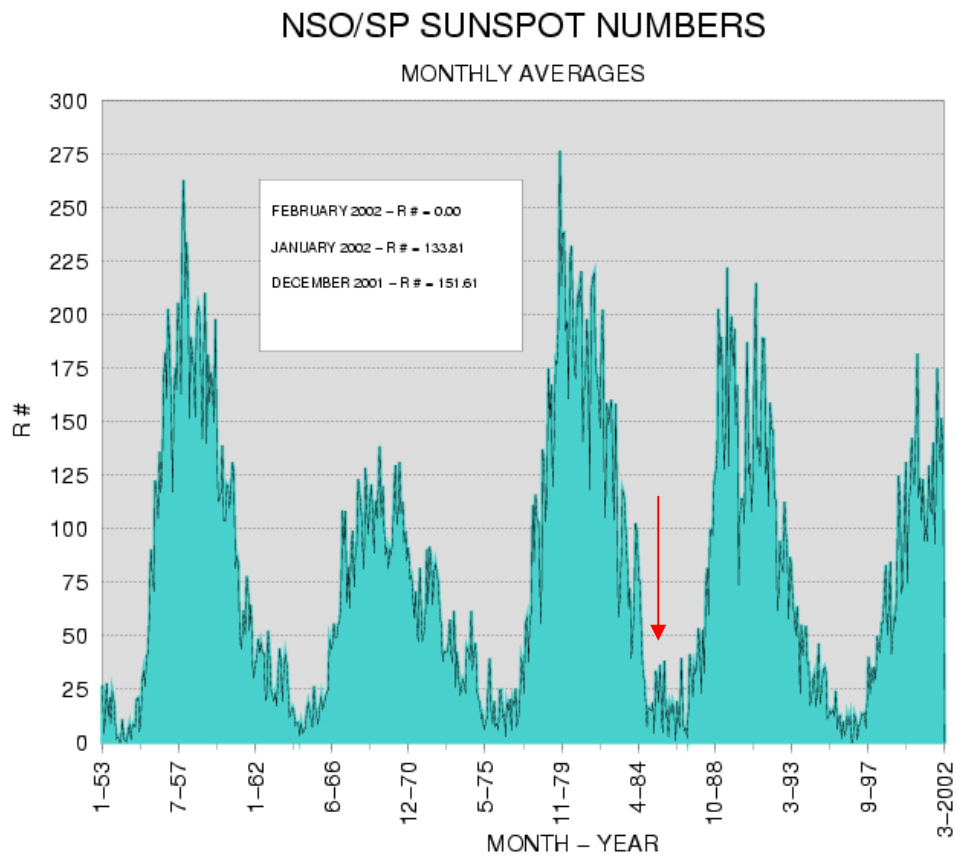


Figure II.4.3.9 – Sur ce graphique du nombre de tâches solaires du cycle 19 à 23 on voit la recrudescence du nombre de taches vers l'année 1985, ce qui confirme l'augmentation de l'activité éruptive au bord du Soleil en époque du minimum d'activité comme le montrent les figures II.4.3.5/6/7.

II.4.4 – Images "disque" de Big Bear Solar Observatory (BBSO) et de ISOON³⁹ (NSO/SP), et images du réseau international *H α* .

BBSO est un observatoire qui a été créé et développé par Harold Zirin et qui est devenu un observatoire de réputation internationale. A l'origine, cet observatoire a été financé par la NASA et ensuite repris par l'Institut de Technologie de Californie (Pasadena) ; aujourd'hui il est financé en grande partie par l'Université de New Jersey.

L'observatoire est placé dans un site de haute montagne, mais au bord d'un grand lac. Ainsi cette grande surface d'eau permet de bloquer la convection thermique, durant la montée du Soleil, en utilisant l'inertie thermique du lac qui est énorme et permet à l'air de rester à une température assez homogène. C'est un peu l'esprit qui nous a amené à choisir Luanda – Université A. Neto à cause du site qui est sur une baie (Baie de Luanda) avec la mer tout autour, ce qui rappelle BBSO.

L'objectif initial de BBSO a été la surveillance de l'activité du Soleil en vue de prédire les éruptions qui présentent un danger pour les vols humains, déjà dans les années 70, en prévision du programme Apollo et sa suite.

L'instrument principal utilisé à l'Observatoire de Big Bear est une lunette (réfracteur) de 20 cm de diamètre avec un doublet, des reprises optiques, des caméras automatiques, et aujourd'hui des CCD. Un autre télescope de 60 cm est aussi utilisé pour la Magnétographie et pour des images très partielles du disque solaire à haute résolution.

Aujourd'hui Big Bear possède un des meilleurs instruments au Monde pour l'obtention de filtrogrammes *H α* du disque entier y compris lorsque le Soleil est haut, parce que grâce au lac, la qualité des images est encore bonne au milieu de la journée, d'où l'intérêt de ces images pour mesurer l'ovalisation. Hélas les observateurs n'ont jamais résolu le problème de la distorsion des images, comme pour l'équipe ISOON⁴⁰, et en fait des programmes informatiques ont été successivement développés⁴¹ pour renforcer le contraste sur le disque et compenser empiriquement les distorsions (distorsions instrumentales, R.D., problèmes qui n'ont jamais été résolus avec précision).

³⁹ Improved Solar Observing Optical Network.

⁴⁰ Idem ;

⁴¹ D'abord pour enlever l'assombrissement à l'extrême bord. Après, d'autres distorsions ont été détectées...

Dans la collection de Big Bear, nous avons cherché dans les archives de 1994 à 2006 des images bien sélectionnées en $H\alpha$ et $CA II K$ pour leur qualité et cela a permis de faire une étude qualitative. Aucune mesure précise n'a pu être réalisée à cause de l'absence d'étalonnage et de calibration de la distorsion, y compris la distorsion différentielle (sur l'étendue de la chromosphère à chaque bord).

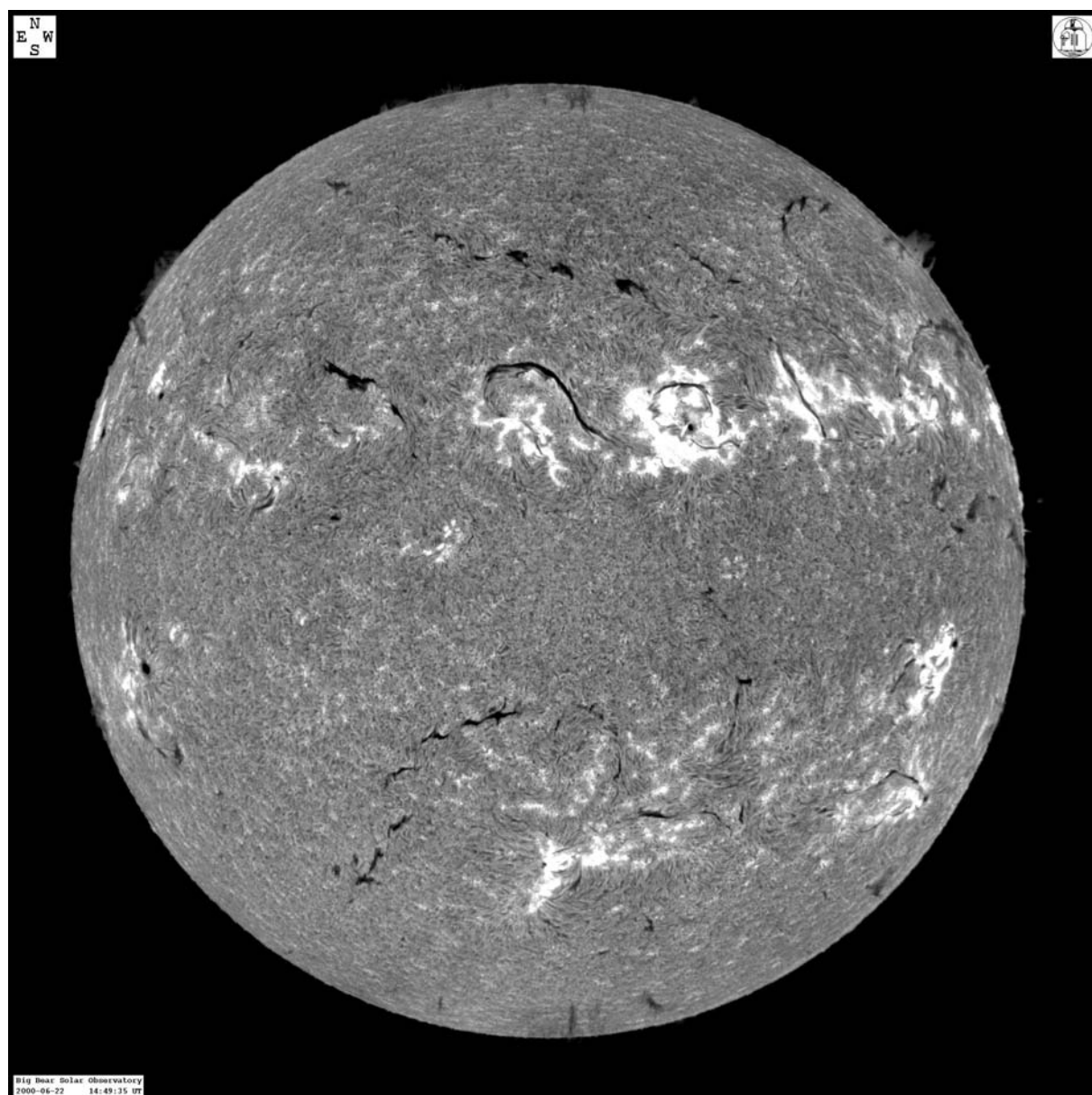
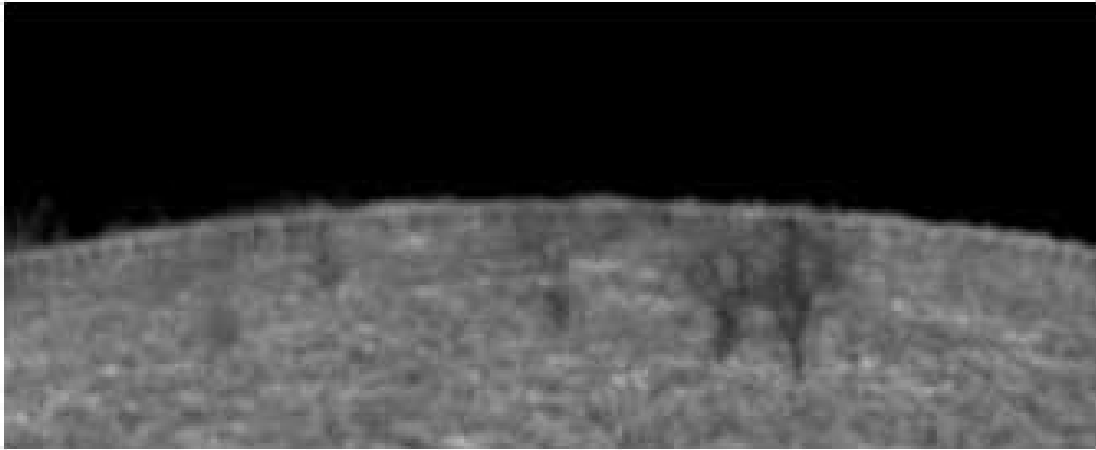


Figure II.4.4.1 - Sur cette image $H\alpha$ de BBSO on voit que la chromosphère est plus brillante que le disque ce qui n'est pas conforme à la réalité. Le traitement fait que la chromosphère est plus brillante à l'extérieur qu'à l'intérieur du disque solaire pour mieux montrer les détails de la chromosphère vue sur le disque.

NORD



SUD

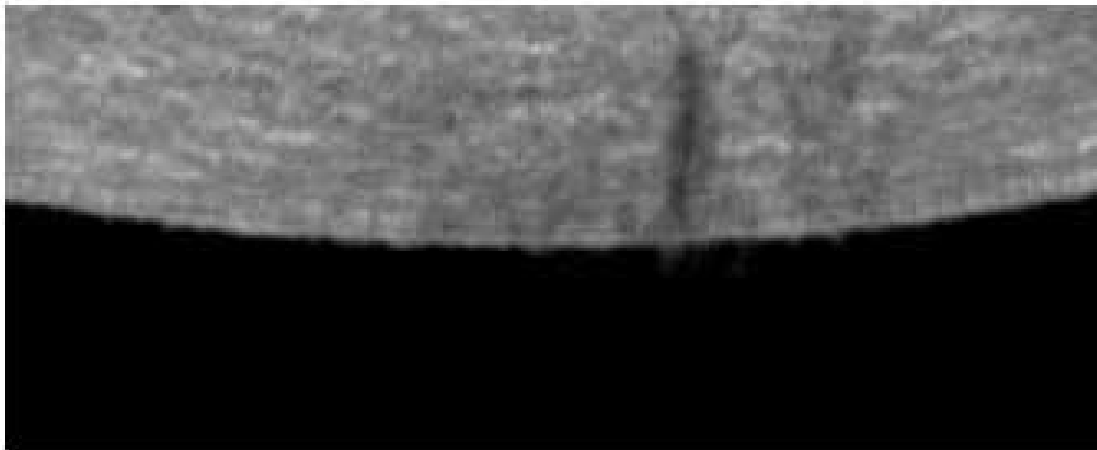


Figure II.4.4.2 – Extraits d'image BBSO, au Nord et Sud, pour mieux illustrer comment il est critique d'avoir des images originales pour une mesure quantitative de l'épaisseur de la chromosphère. Ce qui est vu de plus brillant au bord n'est pas réellement la chromosphère mais une frange parasite résultant du traitement informatique, traitement qui fait presque disparaître les extensions chromosphériques.

Les images sont très belles, mais on ne peut pas les utiliser pour l'étude quantitative du phénomène solaire d'ovalisation. A noter également que la caméra CCD utilisée possède un chip de 2 Kpx x 2 Kpx et la profondeur de digitalisation n'est que de 12 bits, ce qui semble insuffisant pour utiliser la méthode relative appliquée à des images du disque entier ($1\text{px} \approx 1''$ ici) (figure II.4.4.2).

Un exemple d'image que nous avons étudié dans le détail, est une image sélectionnée au maximum d'activité, celle du 22 juin 2000 (figure II.4.4.1/2/3). Nous n'avons pas réussi à faire une mesure de l'épaisseur de la chromosphère car malgré la haute qualité de l'image (surtout sur le disque) le bord solaire n'est pas suffisamment net et le traitement informatique le rend plus brillant que le reste de la chromosphère .

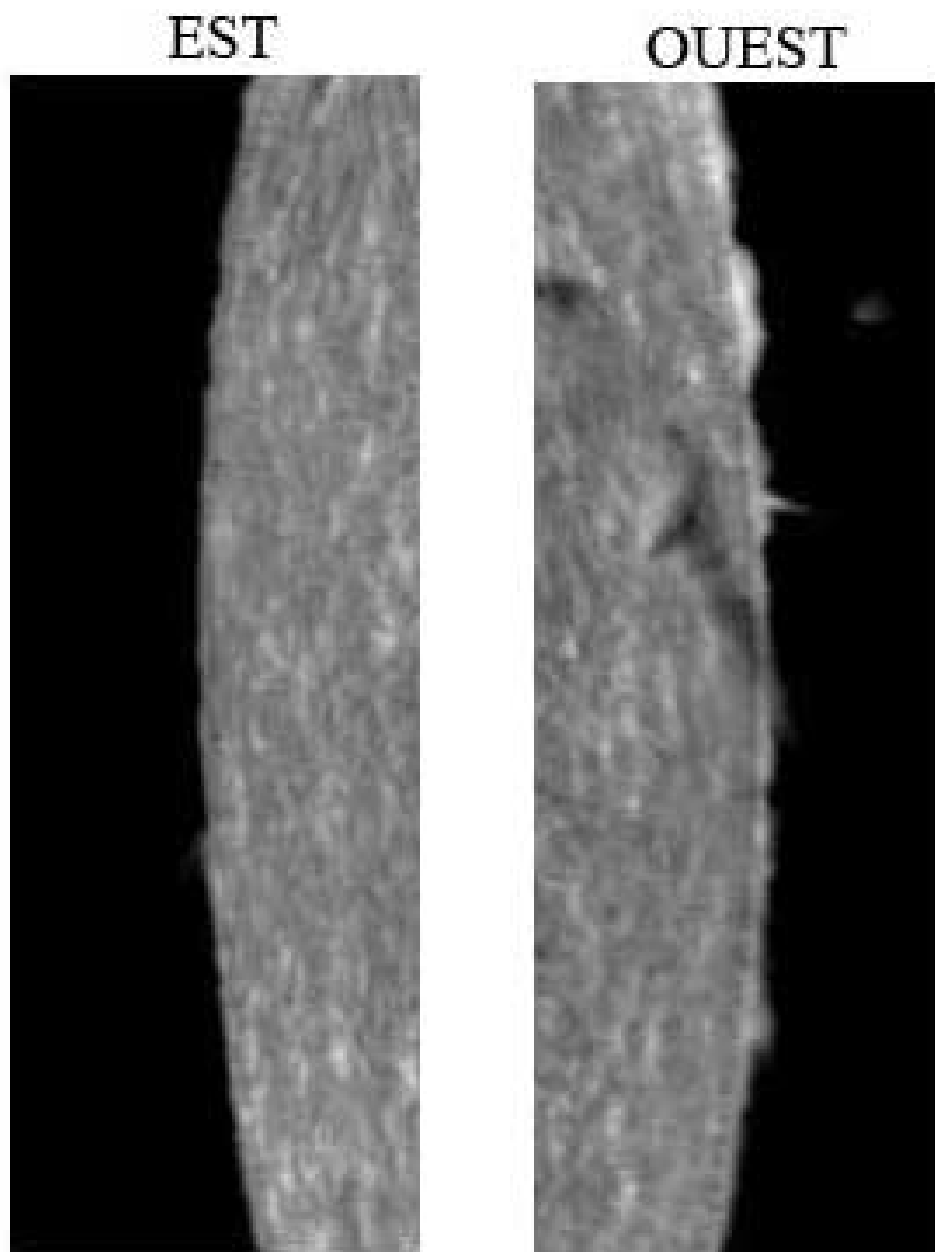


Figure II.4.4.3 – Comme l'image II.4.4.2, ici un agrandissement des bords Est et Ouest pour révéler la façon dont le traitement informatique des images rend les mesures de l'épaisseur de la chromosphère solaire impossible.

Nous avons essayé à plusieurs reprises de demander à cet Observatoire des images originales qui auraient pu peut-être mieux servir pour nos mesures, mais sans succès car le système de routine mis en place ne permet plus de récupérer les images originales (corrections informatiques imposées chaque jour). Même difficultés en ce qui concerne les images $K_3 \text{ Ca II}$ de BBSO (figure II.4.4.4)

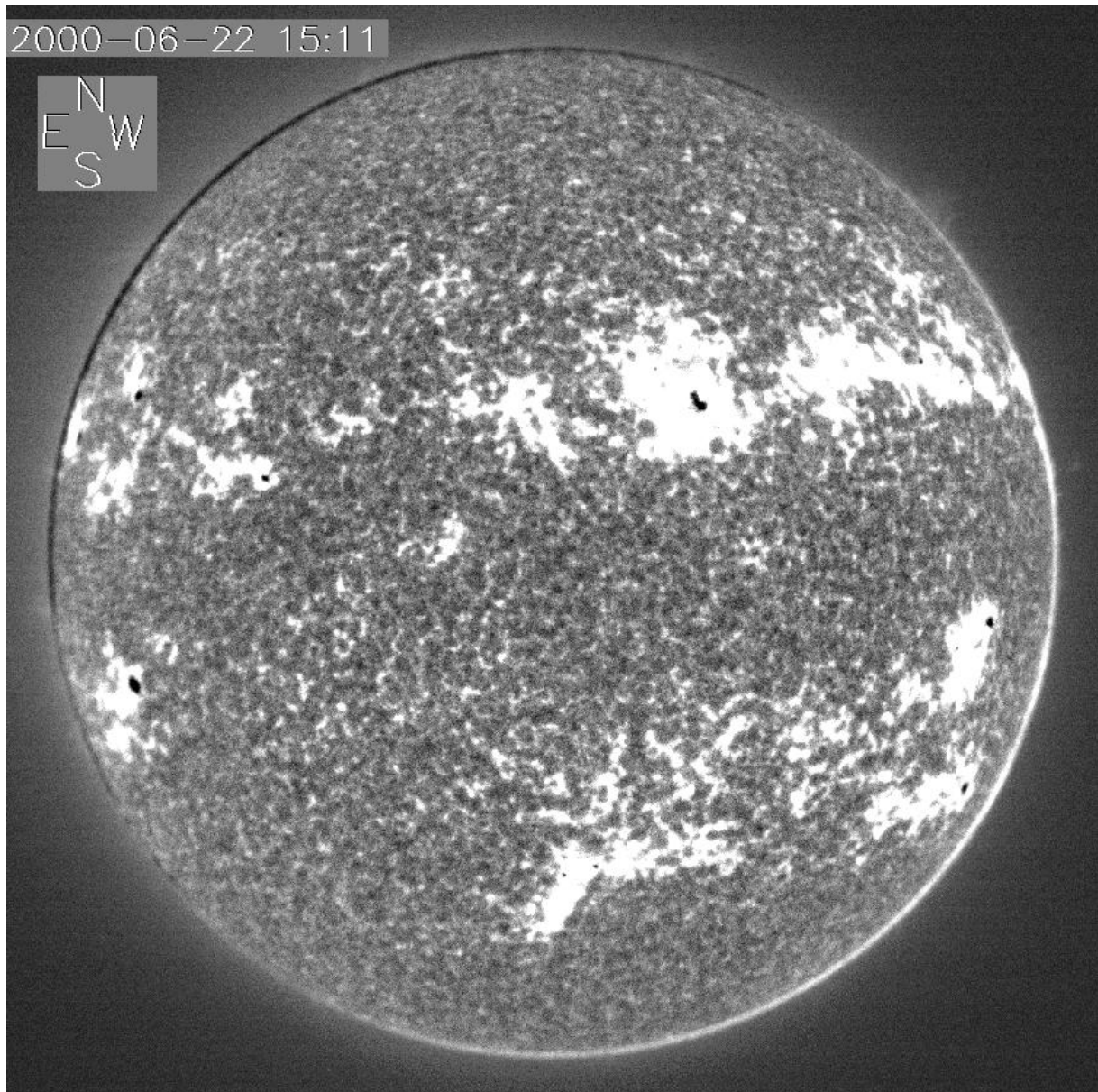


Figure II.4.4.4 – Image solaire en Ca II K prise à la même le date, le 22 juin 2000 et de la même façon que pour la figure II.4.4.1 : impossible de faire une mesure de l'épaisseur de la chromosphère à partir de cette base de données. Ici l'effet de la R.D. semble dominer, et le traitement informatique produit des effets bizarres au bord (intensités fausses).

L'instrument ISOON situé dans la coupole dite "Hilltop" de l'Observatoire NSO de Sacramento Peak, a changé depuis 2006 de nom. "Optical Solar Patrol Network (OSPAN)" est un télescope semi autonome commandé à distance conçu pour étudier l'activité solaire, pour les besoins de la météorologie de l'espace en prévisions destinées à l'USAF (US Air Force) essentiellement (besoins militaires).

A l'origine le système a été projeté pour fonctionner avec cinq télescopes identiques distribués autour du monde, avec des liaisons rapides à un centre de commande et d'analyse, pour remplacer l'existant "Solar Observing Optical Network (SOON) " en operation depuis les années 1970 avec 5 télescopes de l'USAF. Actuellement, ISOON est limité à un seul télescope situé à l'Observatoire Solaire National de Sacramento – NSO/SP, au Nouveau-Mexique (USA) où l'instrument est mis au point. Pour les besoins "civils", le télescope n'est pas prioritaire.

ISOON collecte une image par minute dans la raie $H\alpha$ de HI ,

Caractéristiques :

- Télescope:
 - Réfracteur à 250 mm d'ouverture, et une focale primaire de 5000 mm ;
- Filtres:
 - Deux filtres Fabry-Perot de 150 mm de diamètre;
 - Polariseur pour l'analyse des paramètres de Stokes I, Q, U, et V (mesure du champ magnétique) ;
- Détecteur :
 - CCD 2048 x 2048, refroidie, 12-bit, Pixel de 14 microns, profondeur de 200.000 électrons ;
- Magnétographe :
 - Algorithme Doppler-Zeeman ;
- Longueurs d'onde observées :
 - $H\alpha$, réglable à +/- 4 angströms
 - Champ magnétique (calcium 6122 angströms)
 - Continu (proximité de 6122 angströms)
- Bande passante:
 - 0.1Å (0.1 à 0.25 selon le mode d'observation et l'ouverture efficace)
- Taille du Pixel :

- 1".1 pour le disque entier
- 0".32 pour la haute résolution
- Cadence :
 - 1 image par minute pour $H\alpha$ HI ;
 - une image toutes les dix minutes dans le continu ;
 - Magnétoграмmes ;
- Précision photométrique :
 - Mieux que 5% sur le disque ;

Les images numériques obtenues par ISOON sont traitées avec plusieurs étapes informatiques de façon à produire un diamètre solaire standard de 1781 pixels corrigé de l'orientation de l'angle P pour obtenir le nord solaire (PN) en haut de l'image sur un champ visuel circulaire de 2048 pixels de diamètre équivalent à 1.15 diamètres solaires (figure II.4.4.5).

Un système de "Flat-fielding" (PLU – Plage de Lumière Uniforme) est utilisé pour réduire les variations d'intensité sur le champ introduites par des défauts dans le système optique, toutes les 30 minutes dans chaque longueur d'onde et configuration optique, ce qui consiste à faire deux balayages orthogonaux à vitesse constante (en ascension droite et déclinaison) sur l'image du Soleil à travers le détecteur avec l'obturateur ouvert et un filtre de densité neutre à l'ouverture pour empêcher la saturation du détecteur.

Un traitement informatique sophistiqué enlève toutes les distorsions instrumentales et atmosphériques (R.D. notamment). L'algorithme s'arrange pour rendre le Soleil rond et "plat", photométriquement (compensation de l'effet centre – bord).

Malgré toutes ces performances, nous n'avons pu utiliser ces images numériques à cause des corrections qui sont faites à priori et nous n'avons pas eu accès aux images originales, comme pour les images de Big Bear. Une des difficultés qui est apparue avec les images ISOON est liée au codage utilisé qui n'est pas conforme à ce qui est largement utilisé ailleurs (fits, etc.).

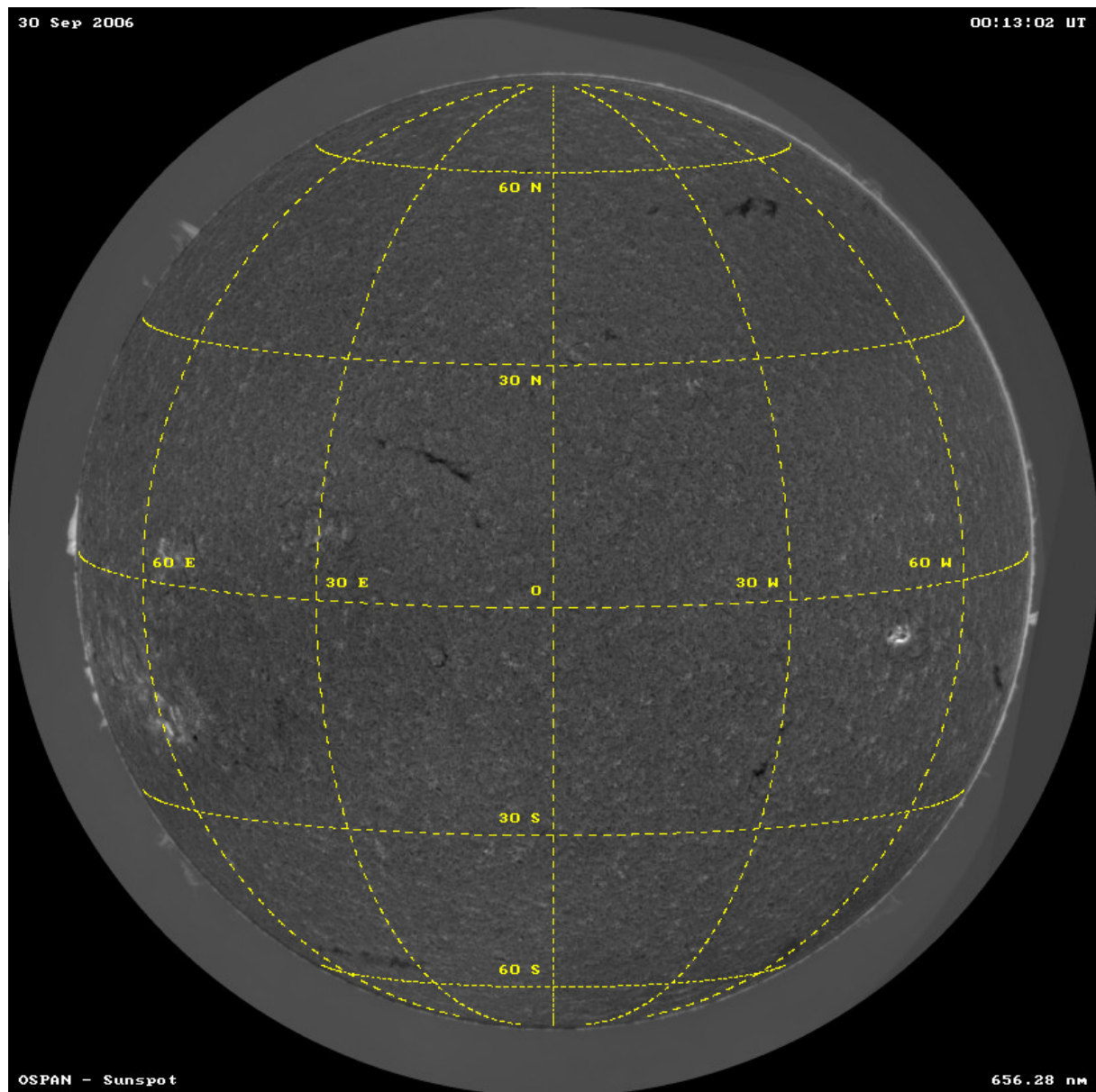


Figure II.4.4.5 – Image récente ISOON en $H\alpha$ obtenue le 30 septembre 2006 à 00h 13m 02s T.U. (18h 13m 02s heure locale), donc avec un Soleil déjà très bas sur l'horizon ouest à une heure que la R.D. est assez considérable (plus de 4") sur le sens équatorial, donc on ne devrait pas voir l'ovalisation, mais le bord du Soleil est corrigé avec des algorithmes pour enlever les distorsions instrumentales et la distorsion atmosphérique, ce qui rend le Soleil plutôt "rond" et plat.

II.4.5 – Images de l’Observatoire de Kanzelhöhe

Compte tenu de toutes les difficultés rencontrées pour exploiter les images ISOON puis celles de Big Bear, de Meudon, etc. (nous n’avons pas essayé avec les observatoires chinois) nous nous sommes tout récemment, en dernier ressort adressés à l’Observatoire autrichien de Kanzelhöhe qui commence maintenant à faire des bonnes images (figure II.4.5.1) de qualité quasi-photométrique.

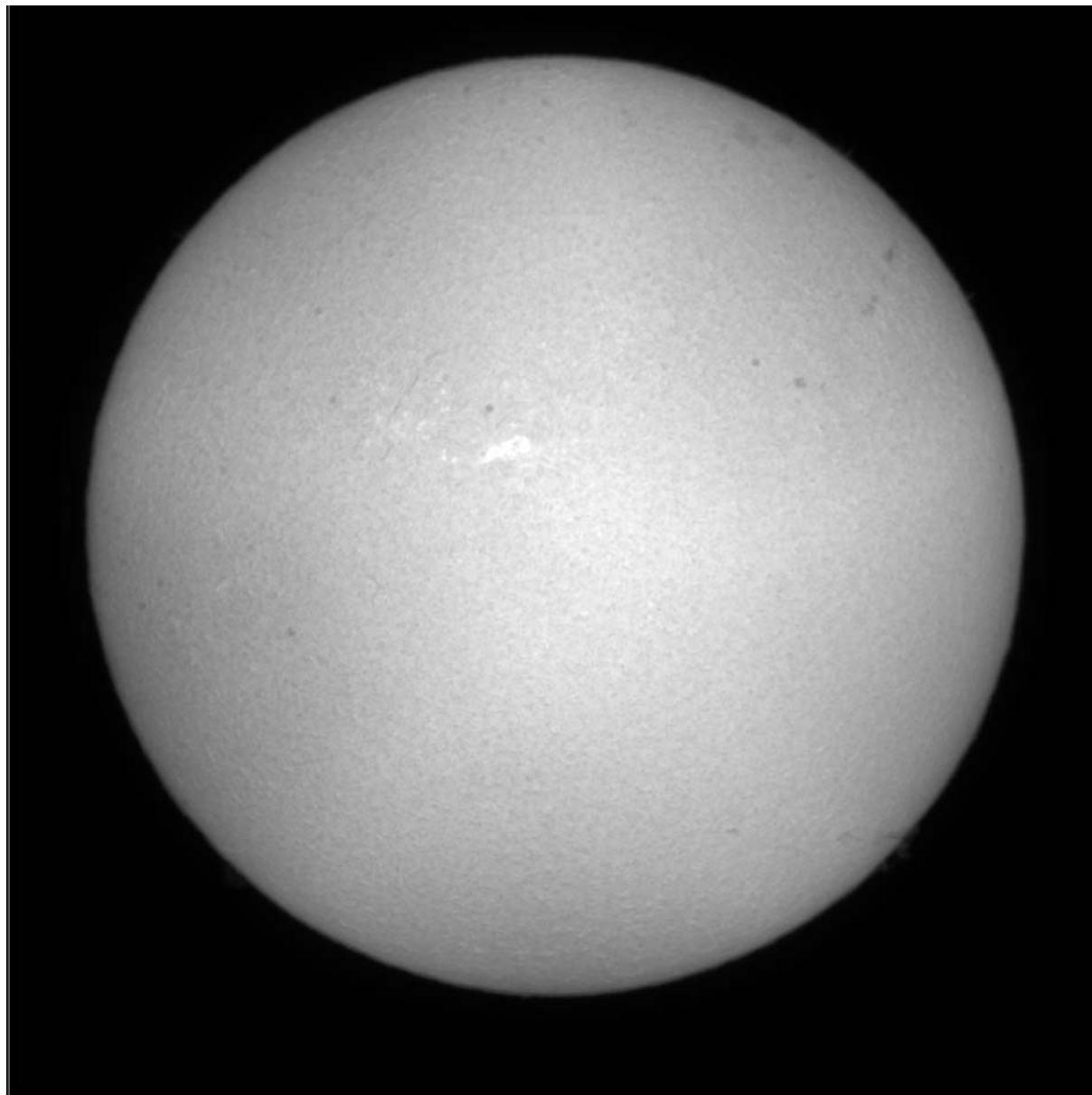


Figure II.4.5.1 – Une des meilleures images sélectionnées prise le 18 juin 2006 à 12h 42m T.U. avec le Soleil haut dans le ciel, image de bonne qualité et sur lesquelles des mesures ont été effectués.

Sur notre demande nous avons pu obtenir les images originales effectuées haut dans le ciel durant l'été 2006, nous devons ces images au scientifique Wolfgang Otruba.

Il y a deux types d'images fournies par cet Observatoire, des images faites avec une caméra de 4 Mpx destinées au réseau H α et des images faites à 1 Mpx d'une résolution inférieure et un temps d'exposition plus court, pour les besoins de la surveillance.

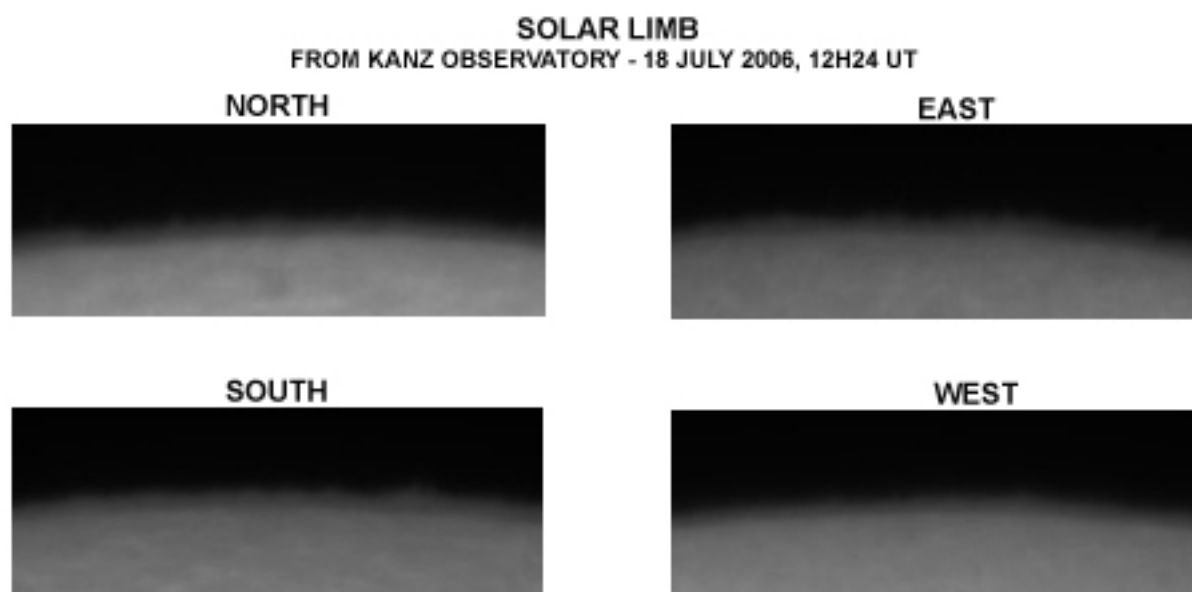


Figure II.4.5.2 – Coupe sur l'image II.4.5.1 pour montrer les limites de la chromosphère. Le bord photosphérique peut être vu et la mesure de l'épaisseur de la chromosphère a été faite à partir des isophotes d'égale intensité.

Un filtre de Lyot Zeiss de 0.07 nm FWHM est utilisé et les images sont traitées par soustraction (méthode de Flat Field de Kuhn-Lin qui est assez approximative hélas) pour augmenter le contraste au bord.

Des mesures ont été effectuées sur des images prises dans des jours différents. Une différence d'épaisseur de la chromosphère est évidente, de l'ordre de ~2500 km en considérant la frange dans son extension maximale (table II.4.5.1).

	11 July 2006 11:12:08	17 July 2006 11:31:17	17 July 2006 12:14:17	18 July 2006 11:39:22	18 July 2006 12:24:22	Mean Value <i>Km</i>	
<i>N</i>	12.828	12.323	11.919	14.646	12.424	12.828	12.273 ± 1.100
<i>S</i>	10.909	10.101	12.323	13.737	11.616	11.717	
<i>E</i>	10.202	9.596	8.182	10.909	10.404	9.859	9.778
<i>W</i>	8.586	9.192	10.303	11.010	9.293	9.697	± 600

Table II.4.5.1 – Les valeurs données en km dans la table correspondent à l'extension maximale de l'enveloppe mesurée en se servant du "dernier" isophote non bruité. Des spicules individuels peuvent être vus beaucoup plus loin. Pour comparer ces valeurs avec celles de Filippov et Koutchmy 2000, il faudrait diviser ces valeurs par un facteur 2 environ (pour correspondre au FWHM).

Plus tard, une autre méthode a été essayée sur ces mêmes images en effectuant une transformée de coordonnées, de cartésiennes en polaires, et en mesurant la bande en tenant compte des effets d'inhomogénéités au bord (voir II.1).

Cette méthode n'a pas encore donné de résultats satisfaisants car il est très difficile de déterminer correctement et précisément la position du centre de l'image, position nécessaire pour passer en coordonnées polaires.

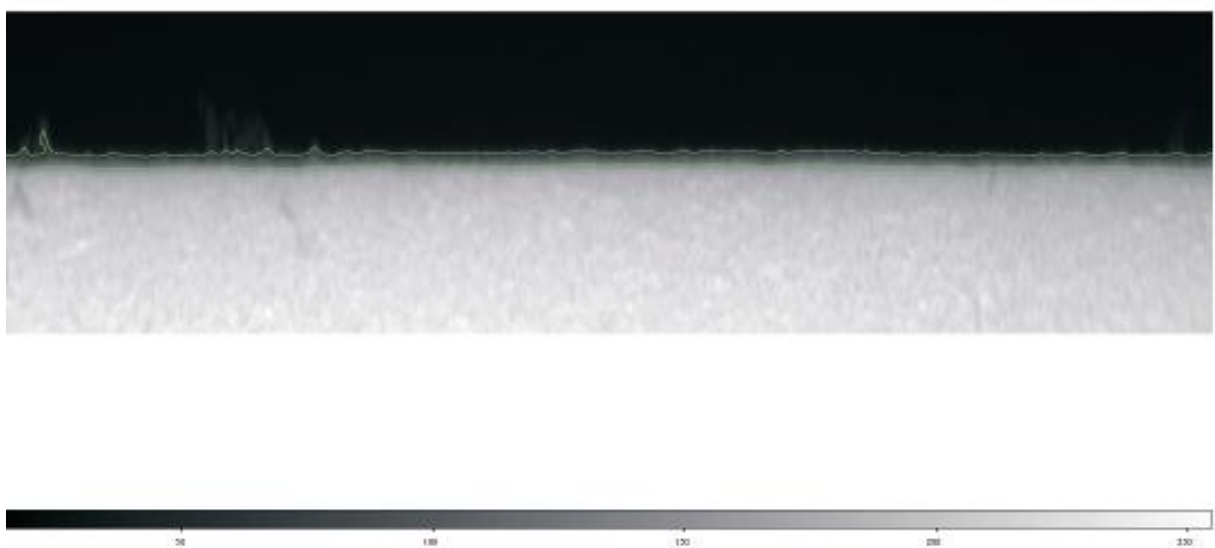


Figure II.4.5.3 – Le bord solaire après transformation en coordonnées polaires (logiciel développé par David Romeuf).

Chapitre III : Développement d'un nouvel instrument H α au sol et résultats préliminaires.

III.1 Laboratoire en développement à Luanda (Université Agostinho Neto)–
Effet attendu de la mer pour la qualité des images (effet Big Bear) ;

III.2 Premiers développements pour l'établissement d'un laboratoire solaire
en Provence - L'expérience de Tchivinguiro ;

III.3 *Une expérience optimisée pour mesurer la forme de la chromosphère*

III.3.1 Le réfracteur et sa monture ; les détecteurs ; premiers essais à l'I.A.P. ,
au Pic du Midi ;

III.3.2 Filtre *Coronado*, performances et améliorations possibles ; contrôle ;

III.3.3 La détection rapide et le traitement post-facto des images ;

III.4 Mesures préliminaires et analyse des images

III.5 Discussion ; précision des mesures ; erreurs systématiques.

III.1 - Laboratoire en développement à Luanda (Université Agostinho Neto) - Effet attendu de la mer pour la qualité des images (effet Big Bear)

La terrasse de la Faculté des Sciences de l'Université Agostinho Neto à Luanda, destinée autrefois à des mesures de type géophysique et météorologique, a pu être libérée et rendue accessible pour y construire un premier laboratoire (figure III.1.1) destiné à l'observation du Soleil ainsi qu'à des études spectroscopiques d'intérêt général utilisant l'image du Soleil comme source. La situation de cette terrasse est particulièrement favorable, avec une vue complètement dégagée vers la mer (baie de Luanda⁴²) et l'accès pratiquement toute l'année vers le Soleil. Dès 2001 à l'occasion de l'observation de l'éclipse totale du Soleil de 21 juin, le besoin et la volonté se sont fait sentir de démarrer le développement d'un embryon d'Observatoire « Astro-Geo » en Angola.

Un petit laboratoire a donc été construit, et l'idée est d'y aménager les 2 télescopes solaires prêtés par l'IAP. Ces télescopes solaires sont constitués de 2 sidérostats polaires motorisés, de 15 et de 22 cm de diamètres de miroir plan, alimentant un objectif Clavé OT100 de 10 cm de diamètre et de 1,52 m de focale, d'une part, et un miroir de 3 m de focale d'autre part, plutôt destiné aux études spectroscopiques, car sans aberrations chromatiques. La motorisation du sidérostat le plus grand doit également permettre des balayages lents sur l'image (pointage d'une tache solaire par exemple). La latitude plutôt basse (environ -08 degrés) de Luanda rend intéressante cette configuration car le renvoi du faisceau vers l'axe polaire N est assez proche de l'horizontale ce qui permet d'aménager commodément les instruments focaux. De plus, une petite plateforme est disponible pour installer l'expérience développée à l'I.A.P. pour permettre les mesures de "l'ovalisation de la chromosphère".

⁴² Voir figure I.2.4.2 et le Chapitre II.4.4 sur les effets des grandes extensions d'eau autour des observatoires solaires.



Figure III.1.1 – L’Observatoire Solaire sur la terrasse de la Faculté des Sciences de l’Université Agostinho Neto de Luanda – Angola. Les trois piliers en face serviront à l’installations des sidérostats pour l’observation du Soleil.

Le **programme scientifique** proposé à long terme (2006- 2020) est essentiellement tourné vers des objectifs genre soutien sol à des observations spatiales du Soleil, en s'appuyant sur l'imagerie numérique et l'utilisation de moyens modernes comme la toile Internet et la micro-informatique:

- **Imagerie numérique** du disque solaire en lumière blanche en vue de préciser **l'activité du Soleil** (nombre de tâches);
- Imagerie dans la raie ***H α*** en vue de suivre l'activité des filaments, les plages faculaires et les protubérances. Bien entendu une attention particulière pourra être apportée à l'obtention de séquences temporelles en cas de flares et d'activité paroxysmique genre envolée de protubérances. La participation à des campagnes internationales d'observation du Soleil serait une autre priorité.
- Mesure de **l'ovalisation du disque** solaire en ***H α*** : ce travail devra prendre en compte des paramètres de l'atmosphère terrestre à Luanda, à cause du phénomène de réfraction différentielle qui affecte les mesures du diamètre vertical du Soleil (voir chapitre I.1.2). Ce phénomène de réfraction pourra d'ailleurs être

étudié pour son intérêt en tant que phénomène d'optique atmosphérique (mirages, rayon vert, etc.).

- A moyen terme (2006-2008), développement de **facilités spectroscopiques** en vue d'applications solaires et de géophysique externe (spectroscopie infrarouge et ultraviolet ; mesure de l'effet Zeeman dans les tâches solaires ; composants mineurs de l'atmosphère terrestre neutre ; mesure de la quantité d'ozone dans la basse atmosphère et dans la stratosphère; pollution atmosphérique, etc.). Pour cela le « grand » sidérostas produisant une image stigmatique du Soleil sera aménagé pour alimenter un spectrographe à réseau blazé à 2 microns, de grande dispersion (dimension 120 x 100 mm). Le réseau et son support goniométrique pourrait également être prêtés par l'IAP, mais des composants complémentaires (filtres pour séparer les ordres; détecteurs ; informatique, etc.) devront être achetés.
- A plus long terme, cette routine H alpha pourrait déboucher sur l'un des besoins les plus urgents de la **Météorologie de l'Espace** qui est le diagnostic, à partir d'observations du disque solaire, des CMEs⁴³. Pour cela le filtre interférentiel destiné à l'imagerie du disque devra être contrôlé en température et en position de manière à permettre l'imagerie dans les ailes de la raie H alpha et une caméra CCD de meilleure qualité (16 bits) devra être achetée. Par différence des images numériques une cartographie des vitesses (tachographie) sera possible en vue de détecter les **ondes magnétiques** qui se propagent en surface et qui, apparemment, précèdent le déclenchement des CMEs dans la couronne, beaucoup plus haut. Ce programme s'insère parfaitement parmi les moyens « sol » demandés pour soutenir les missions spatiales SoHO et, dans l'avenir (à partir de 2008), SolarB, Stereo, Coronas-Photon, SDO et, plus tard (2016), Solar Orbiter (ESA et NASA) et permettrait à l'Angola de participer certes de manière limitée mais sans doute activement à la recherche spatiale au niveau international. Il faudra aussi envisager une participation active à une expérience spatiale.

⁴³ Les CMEs ou « coronal mass ejections » sont d'énormes éruptions de nuages magnétiques dont l'origine coronale est encore très mal comprise. Des missions spatiales coûteuses sont prévues dès 2006 pour essayer de mieux comprendre les mécanismes responsables de ces nuages qui viennent éventuellement menacer tous les systèmes sensibles de la banlieue terrestre et jusque sur Terre.



Figure III.1.2 – Observation du phénomène "Transit de Venus" devant le Soleil le 8 juin 2004, par des étudiants à la terrasse de la Faculté des Sciences à Luanda.

- En parallèle, il faut mentionner le rôle **éducatif** (figure III.1.2) et **culturel** que devrait jouer ce laboratoire. Tout en s'appuyant sur les technologies les plus avancées et un programme scientifique ambitieux mais viable et porteur, les applications nombreuses abordées seront la source d'un soutien populaire, à condition de prévoir un programme éducatif vigoureux. D'ailleurs cela a commencé en juin 2004 avec le passage de la planète Vénus devant le Soleil, événement astronomique majeur suivi par tous les médias du monde.

III.2 - Premiers développements pour l'établissement d'un laboratoire solaire en Province - L'expérience de Tchivinguiro ;

Il s'agit évidemment d'un observatoire beaucoup plus dirigé vers l'observation nocturne, et tourné vers des études nécessitant un ciel très sombre et éventuellement, le plus « pur » possible. Le grand champ et le ciel profond seraient une des priorités. Le site de Tchivinguiro, (figure III.2.1), semble répondre parfaitement aux exigences de tels programmes d'observations et l'étude du ciel, effectuée durant la mission d'expertise de juillet/août 2003, l'a bien confirmé.

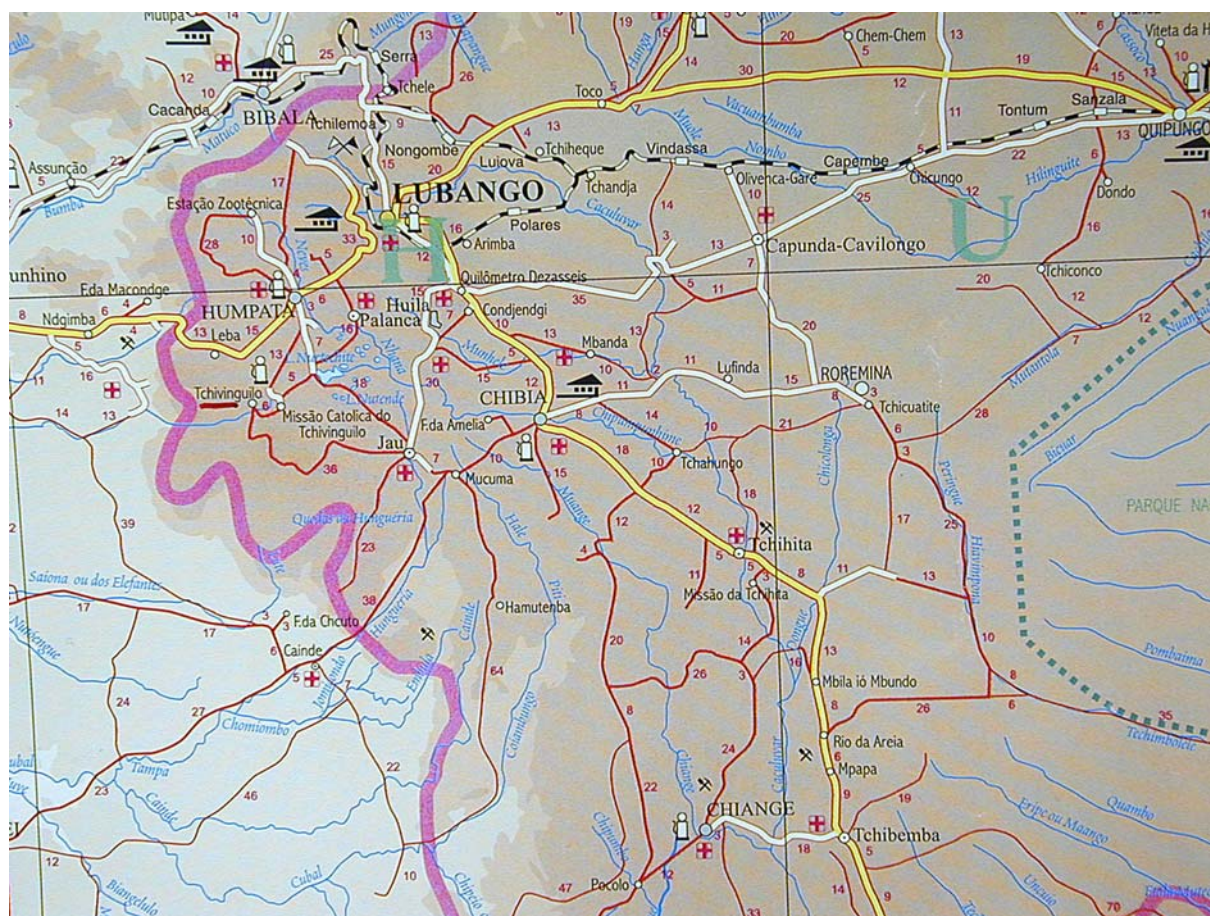


Figure III.2.1 - Carte angolaise détaillée montrant la position du site choisi de Tchivinguiro, ainsi que la route depuis Lubango et ses environs.

Ainsi, l'une des tâches premières de cette mission a été de mesurer l'effet des lumières de la grande ville de Lubango, située à environ 35 km à vol d'oiseau. Il a en fait été possible de détecter, sur les meilleures images, le très faible halo produit par les lumières artificielles de Lubango, grâce à des séquences à grand champ effectuées dans cette direction NNE, à l'occasion d'une nuit sans Lune où,

simultanément, la lumière zodiacale⁴⁴ (figure III.2.2) a pu être observée et un film en accéléré réalisé. L'effet de ces lumières, est tout à fait négligeable, qualifiant donc le site pour y faire des observations de ciel profond.



Figure III.2.2 – La lumière zodiacale bien enregistrée dans une image à très grand champ, dans la direction de l'horizon Est (où se produit plus tard le lever du Soleil). En direction de Lubango (à gauche) un faible halo est perceptible, juste au dessus de l'horizon. Cette image est réalisée environ 2 heures avant le lever du Soleil, à l'aide du Nikon D100, F=18 mm à F/4.5 et 20 sec de pose. Sur l'image les pléiades sont en haut à gauche et la constellation d'Orion, à droite. Le film réalisé en accéléré à partir des 80 images enregistrées initialement montre les étoiles brillantes « sortir » de l'horizon et monter dans le ciel, ainsi que la lumière zodiacale augmenter de brillance puis le crépuscule apparaît progressivement (cliché de la mission LAP/UAN pris du film réalisé pour montrer les variations des différentes composantes du ciel nocturne).

Il n'est pas question ici de proposer l'installation d'un télescope de grand diamètre sur la plate-forme du château d'eau (réservoir d'environ 15 mètres d'hauteur et 5 x 6 m² de surface), mais la mise en place d'un télescope « miniature » de la classe d'un C14 (diamètre de 30 à 35 cm ; poids de l'ensemble monture-télescope - abri, 200 kg au plus, à comparer avec les 80 t de poids nominal d'eau supporté par le château d'eau).

⁴⁴ La lumière zodiacale, dont la luminance est comparable à celle de la voie lactée, s'étend le long de l'écliptique et peut être observée au mieux après ou avant la fin ou le début du crépuscule, lorsque le Soleil est situé à plus de 18 degrés sous l'horizon local. Cette lumière est produite dans le milieu interplanétaire par la diffusion de la lumière solaire par des poussières en orbite autour du Soleil mais assez loin et au voisinage du plan principal du système solaire.

Le **programme scientifique** qu'il est possible de proposer pour cet Observatoire A-G est difficile à définir pour l'instant dans les détails. B. Fort, ancien directeur de l'IAP, a suggéré par exemple d'intégrer l'un des petits télescopes à un **réseau international d'alerte** destiné à mesurer la position des **sources gamma**, grâce à la signature optique soudaine que doit produire la source hyper énergétique mais éphémère détectée dans l'espace par un satellite d'imagerie dans les rayons gamma⁴⁵ exigeant une **connexion rapide sur le réseau Internet**. La **surveillance des astéroïdes** passant à proximité de la Terre est un autre sujet évident, ainsi que l'étude des **phénomènes optiques de la haute atmosphère terrestre**.

L'observation des **nuages noctiluents** à ces latitudes (figure III.2.3), est un programme original de type **géophysique** en fait, il s'agit de l'étude de l'atmosphère neutre vers 50 km d'altitude, c'est à dire plutôt au-dessus de la couche stratosphérique d'ozone (intégration dans des programmes de l'I.H.Y.), mesure des vitesses (mouvements propres) des vents dans cette partie turbulente de l'atmosphère terrestre neutre où des échanges très importants se réalisent. Un autre type d'observation, plus difficile peut-être, serait l'observation par nuit « noire », de l'émission de la raie rouge aurorale (ionosphère) due à l'excitation par les particules chargées rapides (d'origine solaire) piégées dans les anomalies magnétiques de la magnétosphère. Ceci doit être possible grâce à la qualité du ciel de Tchivingiro.

⁴⁵ Les rayons gamma correspondent à des photons encore plus énergétiques que les rayons X.



Figure III.2.3 - Le ciel crépusculaire à Tchivinguiro environ 40 min avant le lever du Soleil, montrant des nuages **noctilucents** (brillants sur le fond du ciel, sauf tout prêt de l'horizon où ils passent en absorption sur l'arc crépusculaire). Un calcul préliminaire montre que ces nuages sont à grande altitude (plus de 50 km) s'ils sont vus en lumière diffusée primaire (éclairés directement par les rayons solaires provenant d'un Soleil situé très nettement sous l'horizon). Remarquer la Lune (2 jours avant la nouvelle Lune), la planète Saturne, plus haut, et la constellation d'Orion en haut à droite, avec Betelgeuse, comme étoile la plus brillante à droite du centre du champ. Image obtenue à l'aide d'un appareil numérique Leitz de 4.5 Mpx ouvert à $F/D=2.8$ et 8 sec de temps de pose.

III.3.1 - Le réfracteur et sa monture ; les détecteurs, premiers essais à l'I.A.P., au Pic du Midi

Nous avons choisi pour Luanda une monture équatoriale du commerce, parmi les meilleures disponibles actuellement, la *G-11 "Gemini"* de *Losmandy (USA)*, avec son système de poursuite motorisé en α et en δ (corrections différentielles introduites manuellement ou contrôle à distance). Cette monture est alimentée en courant continu 12v. Elle permet l'installation d'un télescope (jusqu'à 25 cm de diamètre). Pour l'imagerie, nous avons choisi un excellent réfracteur de 102 mm de diamètre (le filtre Coronado est placé sur une pièce de mécanique de précision, devant, et il a un diamètre équivalent d'ouverture de 90 mm) et de 880 mm de focale. Le filtre bloqueur est adapté à la sortie, après le tube supporté par une crémaillère (pour la mise au point précise) et devant le détecteur (figure III.3.1.1).

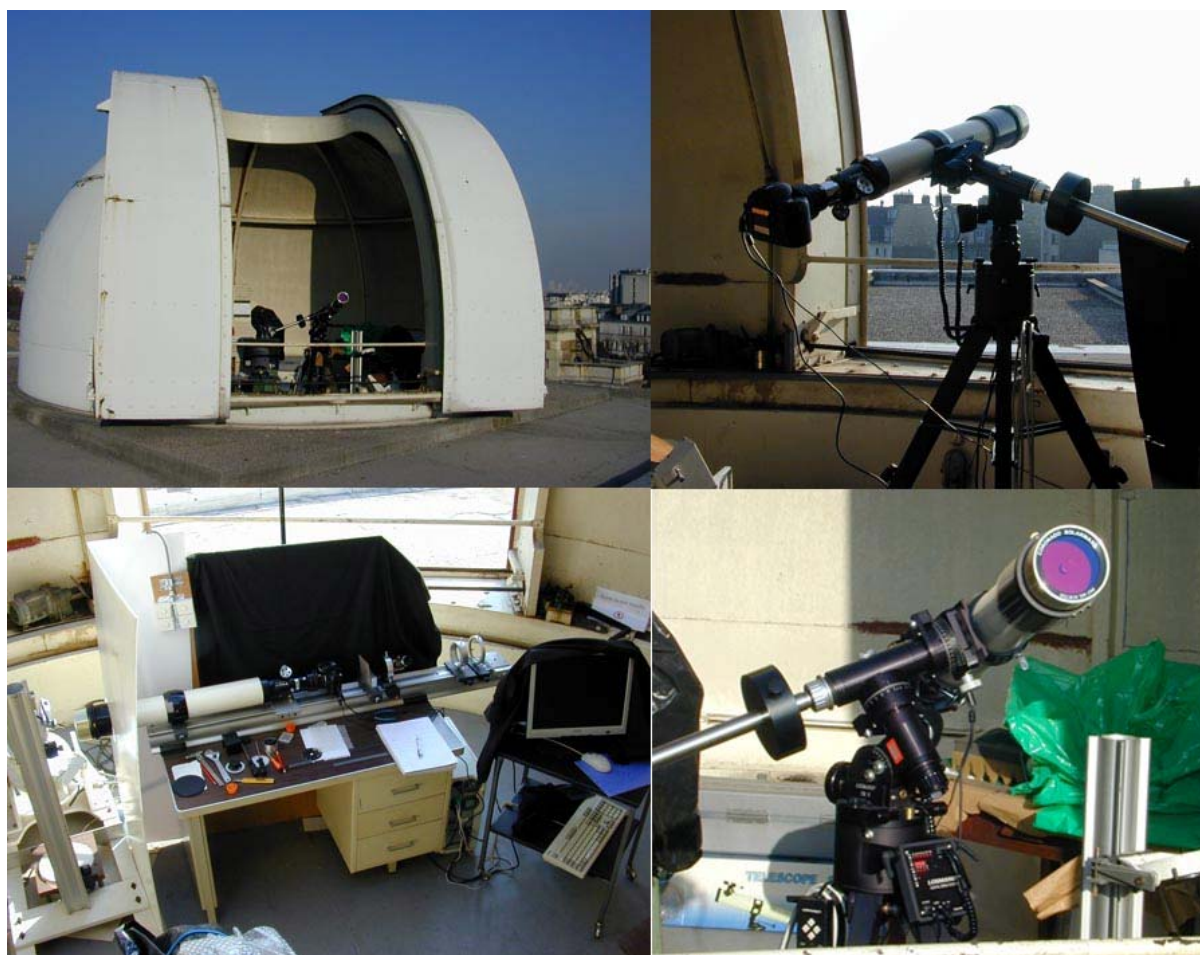


Figure III.3.1.1 – Mosaïque montrant le dispositif installé à la coupole de l'I.A.P. : monture équatorial *G-11 "Gemini"* de *Losmandy (USA)*, avec système de poursuite motorisé en α et en δ et corrections différentielles manuelles avec filtre Coronado 90mm. La configuration "horizontale" utilisant le sidérostàt polaire est montré en bas à gauche.

Plusieurs caméras ont été essayées à l'I.A.P. et au Pic du Midi.

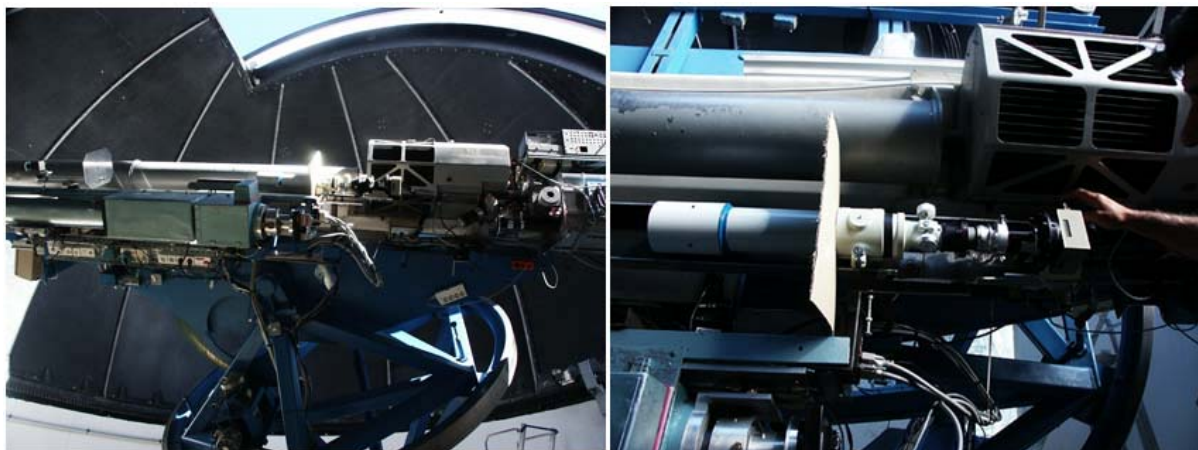


Figure II.3.1.2 – Le dispositif du Pic du Midi (2004-2006): lunette TAKAHASHI de 80 mm, doubleur de focale, filtre Coronado de 60 mm et la Canon 300D équipée d'un chip CMOS de 6.2 Mpx est installé sur la grande table équatorial des coronographes.

Au Pic du Midi, le dispositif est différent (figure III.3.1.2) : monture de la grande table équatoriale des coronographes, lunette TAKAHASHI de 80 mm, doubleur de focale, filtre Coronado de 60 mm (configuration 2004-2005). Une première caméra a été installée début 2004 puis utilisée : la Canon 300D équipée d'un chip CMOS de 6.2 Mpx qui permet (en RAW) de faire des images couleurs sous 12 bits (voir aussi Chapitre III.3.2 – Filtre Coronado, performances et améliorations possibles ; contrôle). De nombreux essais ont été effectués en 2005 et 2006 (figure III.3.1.3).

Compte tenu des problèmes photométriques rencontrés avec cette caméra (absence de "Flat Field" de qualité, dynamique insuffisante, résolution spatiale insuffisante), nous avons ensuite essayé une camera CCD (Whrite) refroidie de dynamique 16 bits (figure III.3.1.4) qui permet de faire une meilleure photométrie, mais seuls des essais préliminaires ont pu être faits en mai 2006. Pour effectuer des mesures sur la frange chromosphérique, les contrastes doivent être considérablement amplifiés au bord. Le moindre défaut d'alignement conduisant à une erreur de collimation produit alors un effet parasite qui gêne la mesure. S'y ajoute d'autres effets dus au filtre Coronado et, évidemment, les effets du seeing et de la R.D.

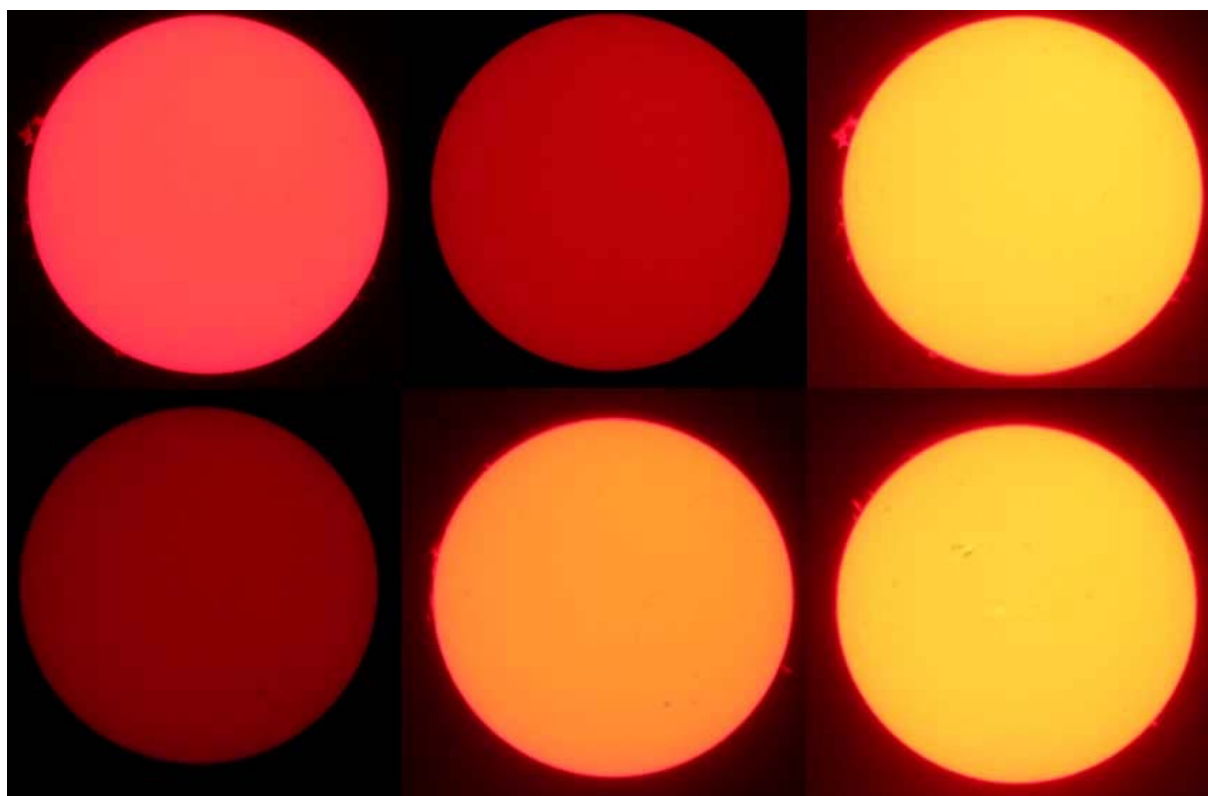


Figure III.3.1.3 – Plusieurs essais ont été faits au Pic du Midi en utilisant une lunette TAKAHASHI sur la table équatoriale, un filtre Coronado 60 mm et une caméra Reflex Canon 300D à détecteur CMOS. Images du Soleil en entier à différents temps d'exposition pour une tentative de mesure absolue de la forme de la chromosphère, méthode qui s'est avérée improductive. Malgré la bonne qualité des images, sans traitement informatique il est difficile de deviner le bord photosphérique et souvent, l'assombrissement à l'extrême bord a tendance à produire une fausse frange chromosphérique (épaisseur fonction du traitement informatique utilisé pour augmenter les contrastes).

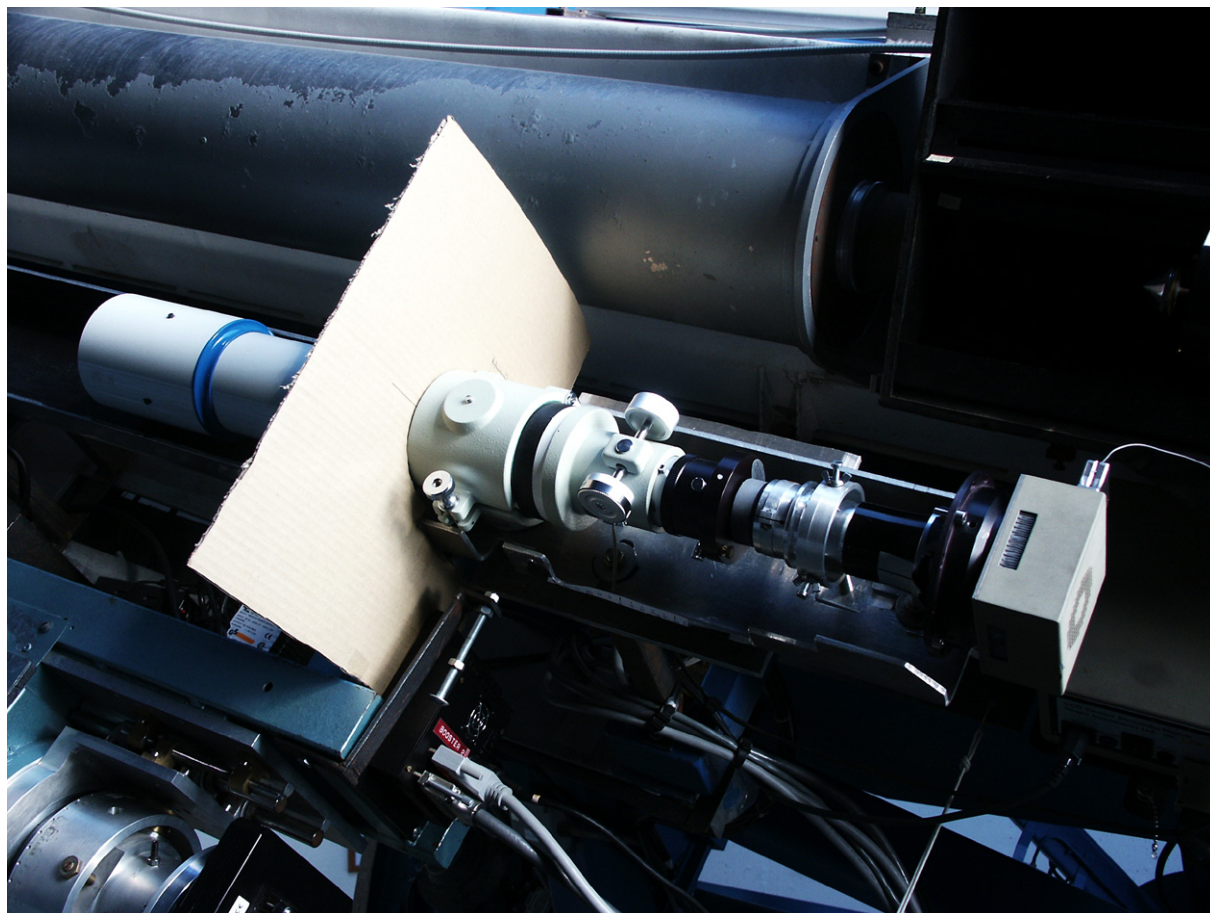


Figure III.3.1.4 – Au Pic du Midi à partir de 2006 une nouvelle caméra CCD White refroidie à 16 bits a été mise en place pour obtenir des images en noir et blanc avec la lunette TAKAHASHI et le filtre Coronado 60 mm.

III.3.2 – Filtre Coronado, performances et améliorations possibles ; contrôle ;

Le filtre Coronado (figure III.3.2.1) est un étalon de Fabry-Perot (F-P) de nouvelle technologie (stabilisé en température) dont les performances ont été optimisées pour l'observation du Soleil en $H\alpha$. Il doit être disposé précisément devant la pupille d'entrée du système (c'est-à-dire bien centré devant l'objectif du télescope). Un filtre bloqueur est de plus nécessaire à la sortie de la chaîne optique ; il est disposé, la plupart du temps, devant le détecteur.



Figure III.3.2.1 – Filtre Coronado (Fabry-Perot) de 90 mm de diamètre monté devant une lunette, avec la molette de réglage de longueur d'onde indiquée (flèche rouge).

Pour la mesure de l'épaisseur de la chromosphère et l'étude de "l'ovalisation", nous avons beaucoup espéré utiliser le filtre Coronado ; les différents diamètres de 40, 60 et 90 mm ont été successivement essayés à l'I.A.P., au Pic du Midi et à Tchivinguiro (Angola), y compris en ce qui concerne la méthode relative, car le champ peut alors être plus petit (200" soit 3 ou 4' d'arc pour couvrir un bord à la fois) que sur l'ensemble du disque de 32' de diamètre. Sur une étendue restreinte du champ, on aura toujours la même position de la bande passante du filtre.

Pour la méthode "absolue" (mesure d'un bord à l'autre) avec le Coronado, il est extrêmement difficile de faire des mesures de la chromosphère, car on a une variation de la position de la bande passante entre le centre et le bord de l'image (pas de distribution uniforme et donc une confusion sur l'épaisseur de la chromosphère pour différents bords du Soleil) et, de plus, il y a toujours des corrections à faire à cause des effets de réfraction atmosphérique (la R.D.). A Luanda où le Soleil monte très vite sur l'horizon et où il est haut la plupart du temps, à condition de bien régler l'inclinaison du filtre, la situation sera meilleure.

L'inclinaison des faisceaux tombant sur le filtre Coronado introduit un effet instrumental différent du vignettage ; c'est un effet plus difficile à dominer parce qu'il s'agit d'une variation de la position précise de la longueur d'onde passante du filtre sur l'étendue de l'image. En général on fait l'hypothèse que le filtre est réglé sur la bonne longueur d'onde mais ceci n'est pas garanti. L'inclinaison ne produit pas une symétrie radiale. La seule position où le filtre pourrait être réglé exactement, c'est quand il est normal aux faisceaux, mais cette position ne correspond pas exactement à la position de la raie $H\alpha$.

Le Coronado laisse passer des cannelures (figure III.3.2.2) à des intervalles de 10Å à 12 Å (propriété du Fabry-Perot) et, pour l'étalonner, nous avons utilisé le filtre Fabry-Perot sans son filtre bloqueur pour établir la variation de la bande passante en fonction de l'inclinaison, grâce à un spectrographe à l'I.A.P. (Koutchmy, S. et Vial, J.-C., 1973). Cette inclinaison est mesurée grâce à une molette micrométrique disposée sur le côté de l'étalon (figure III.3.2.1). Aucun étalonnage n'est fourni par le constructeur.

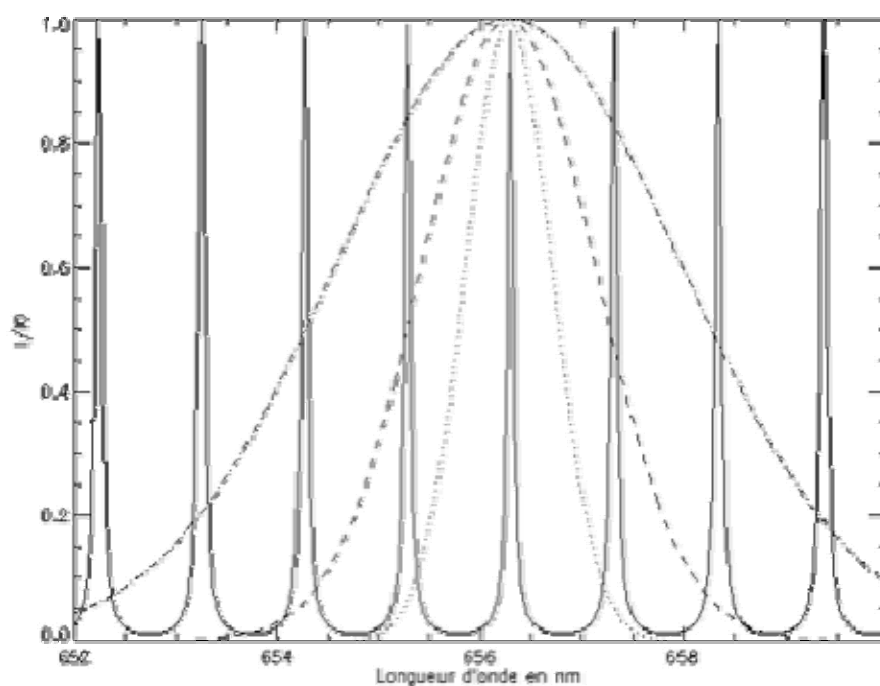


Figure III.3.2.2 - Spectre théorique cannelé pour $r=0.9$, $e=211 \mu$ en incidence normale ($i=0$); les trois courbes en cloche représentent la fonction de transmission gaussienne d'un filtre interférentiel de 1, 2 ou 4 nm de largeur à mi hauteur centré sur $H\alpha$ (d'après J.M. Malherbe et Nicole Mein, 2006).

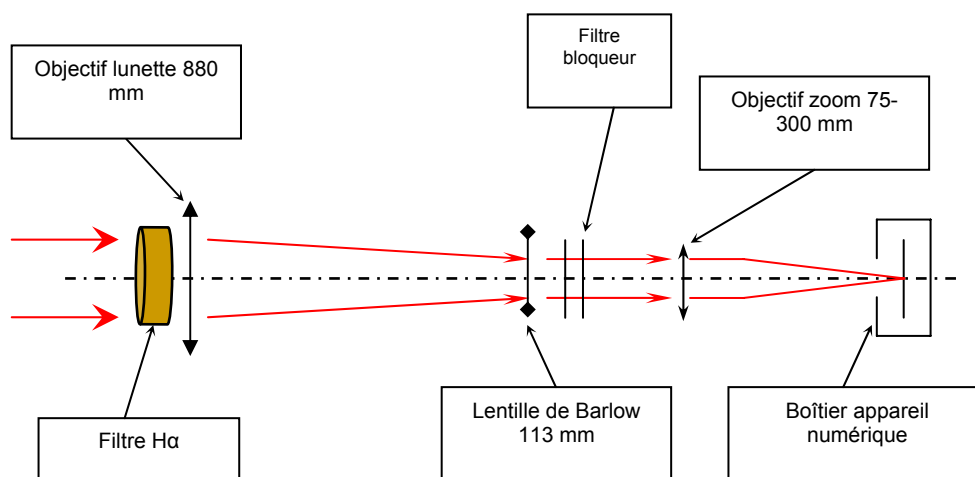


Figure II.3.2.3 – Dispositif utilisé à l'I.A.P. pour mesurer les variations de la position de la bande passante du F.-P. Coronado en fonction de différentes inclinaisons et pour effectuer des prises de vue du disque entier derrière le système avec sidérostatis polaire.

Évidemment on fait l'hypothèse que tout l'étalon s'incline d'un bloc. En variant l'inclinaison, on fait bouger toutes les cannelures en même temps et en mesurant les déplacements sur une des franges, on déduit de combien se décale la longueur d'onde centrale correspondant à cette frange, grâce à l'étalonnage du spectrographe utilisé après l'étalon F.P. et une caméra CCD à la sortie.

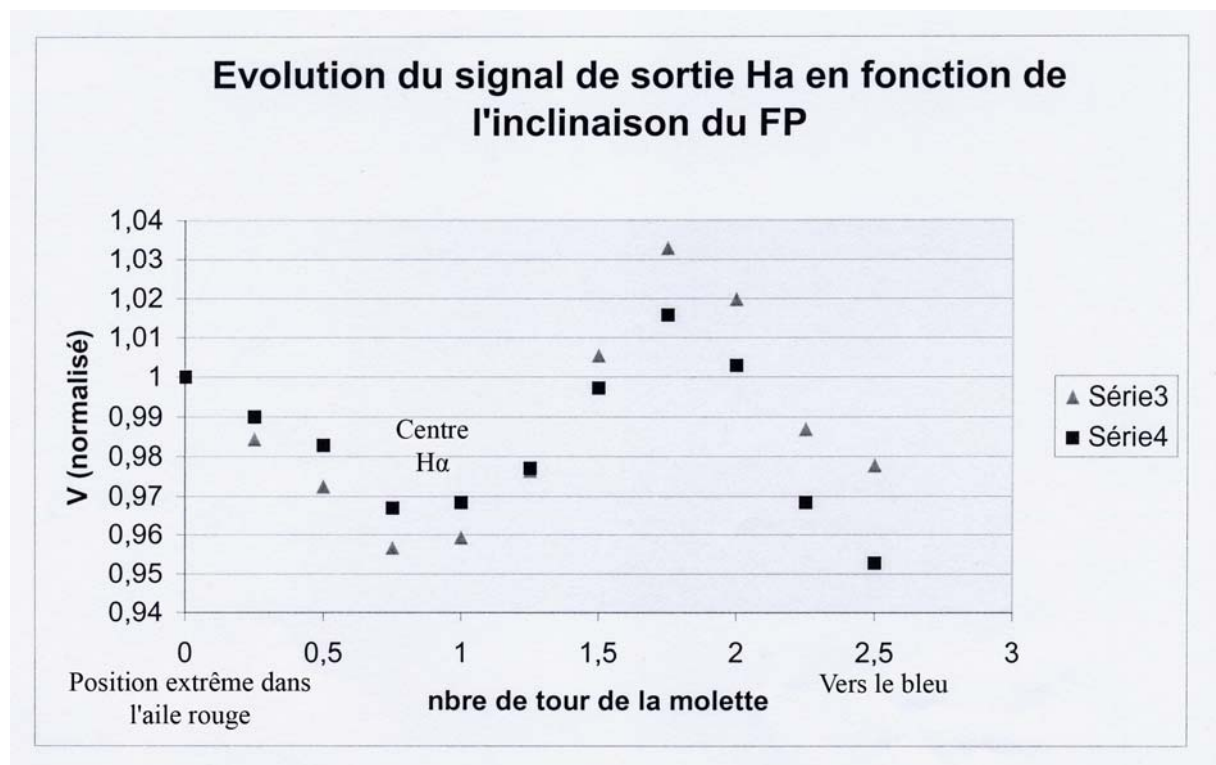


Figure III.3.2.4 – Graphique montrant la variation du flux lumineux passant à travers le filtre Coronado éclairé par la lumière solaire, pour différentes inclinaisons. Le premier minimum correspondant à 0.85 tour de la molette correspond également à la position de la raie $H\alpha$ vue en absorption. La décroissance observée au delà de 2 tours de molette semble due au décalage du faisceau sur le détecteur à mesure qu'on incline l'étalon vers le bleu. 1 tour de molette correspond à une inclinaison du F.P., dans ce cas, d'un angle de $36'$.

Pour étalonner comment le signal de sortie $H\alpha$ varie en fonction de l'inclinaison et donc des positions de la molette, on a mesuré (figure II.3.2.3) la position de la molette micrométrique donnant un minimum relatif de flux⁴⁶ lumineux du disque, ce qui correspond exactement à la position de la raie $H\alpha$ vue en absorption sur le disque (figure III.3.2.4).

⁴⁶ Dans ce cas le détecteur était une cellule photoélectrique connectée à un voltmètre digital de précision.

En mesurant au spectrographe le F.-P. (disposé devant l'objectif réalisant l'image du Soleil sur la fente du spectrographe), nous avons trouvé qu'entre le centre et le bord du Soleil le filtre bouge de $\frac{3}{7}$ de tour de molette ; sa bande passante fait 0.7\AA . Alors le déplacement de la bande passante, d'après l'étalonnage, correspond à $\frac{1}{4}$ de 0.6\AA et on obtient que la variation de la position de la bande passante à une valeur de 0.15\AA environ, sur l'étendue d'une image du disque solaire (variation d'inclinaison des faisceaux entre le centre et le bord de l'image de $\frac{1}{4}$ de degré, soit $15'$ environ). Une telle variation de la position de la bande passante conduit à une variation des intensités au bord, ce qui gêne beaucoup la mesure de l'épaisseur de la chromosphère.

Le filtre bloqueur a une bande passante plus large (figure III.3.2.2, troisième courbe intérieure en pointillés), mais suffisante pour enlever l'effet de toutes les cannelures qui sont de chaque côté de la raie $H\alpha$. C'est donc la combinaison des deux composants qui permet de ne laisser passer que le rayonnement de la raie $H\alpha$.

III.4 Mesures et analyses préliminaires

Cependant, le filtrage n'est pas parfait et une certaine quantité de rayonnement passe dans les ailes lointaines du filtre. Ce rayonnement provient du continu adjacent à la raie, continu qui est plus intense que le rayonnement mesuré dans la raie d'émission de la chromosphère. Ainsi les images obtenues avec le filtre Coronado montrent assez bien le bord photosphérique du disque solaire, ce qui est très utile comme référence pour mesurer l'épaisseur de la chromosphère, à condition d'agrandir suffisamment l'image. Pour l'instant (camera Wright de 1 Mpx utilisé au Pic du Midi) il est encore impossible de mesurer précisément cette épaisseur sur les images du disque entier, mais des indications sont obtenues à condition de traiter une fraction significative du bord et à condition, évidemment, de contrôler soigneusement la position de la bande passante. De très nombreux essais plus au moins fructueux ont été effectués au Pic du Midi avec une camera couleur CANON 300D de 6.5 Mpx (figure III.4.1). L'utilisation de canaux colorés de la camera (vert et rouge) permet de visualiser simultanément chromosphère étendue et disque : le canal rouge est très sensible dans la raie H α et montre chromosphère et protubérances ; le canal vert est environ une dizaine de fois moins sensible en H α (filtre coloré des pixels "verts" imparfaits laissant passer le rouge) ; il permet de visualiser avec un faible contraste les détails du disque. Cependant, les résultats sont encore essentiellement qualitatifs et nous n'avons pas réussi à étalonner cette méthode.



Figure III.4.1 – Image du Soleil disque entier faite le 28 février 2005 à 09:43:00 à l'aide du Coronado diam. 60 mm sur le télescope TAKAHASHI et un capteur Canon 300D. Le bord solaire est exagéré après traitement informatique pour mieux voir l'activité au bord (éruptions, protubérances, spicules, etc.). Sur le disque remarquer la présence de filaments, de taches solaires en haut à droite de l'image, et même le réseau chromosphérique.

III.5 Discussion ; précision des mesures ; erreurs systématiques.

La plupart des mesures rapportées ont une précision qui dépend plutôt d'erreurs méthodologiques ou d'erreurs systématiques.

Nous avons rassemblé dans la table III.5.1 l'ensemble des paramètres des images évaluées et/ou mesurées dans cette thèse et dans la table III.5.2, les résultats déduits. Il est aussi possible de mieux se rendre compte de l'étendue des problèmes rencontrés et donc, des diverses sources d'erreurs.

Il est difficile d'évaluer une erreur qui serait due au bruit des mesures, car ce bruit peut toujours être ramené à une valeur inférieure aux variations vraies relevées dans les images (spicules).

Ainsi, pour limiter les erreurs d'origine méthodologique, nous avons considéré l'effet d'ovalisation mesuré avec différentes méthodes (images ; spectres), avec différentes raies spectrales ($H\alpha$; $K Ca II$) et évidemment à différentes époques.

En ce qui concerne les erreurs systématiques, différents instruments ont été utilisés (table III.5.2), les plus grands comme le télescope de NSO, Sacramento Peak de 55 mètres de distance focale, et les plus petits comme la lunette TAKAHASHI à l'Observatoire du Pic du Midi. Les résultats rapportés semblent donc très "solides", compte tenu des nombreux résultats négatifs très souvent rencontrés lorsque les méthodes abordées, comme pour les spectrohéliogrammes, n'étaient pas adaptés à l'objectif à atteindre.

Table III.5.1

Observations considérées dans ce travail de thèse pour étudier la forme de la chromosphère (ordre chronologique)

F – Filtrogrammes ; S.H. – Spectrohéliogrammes ; S – Spectres ; R.D – Réfraction Différentielle ; Qual. – Qualitatif ;

Illust. – Illustratif ;

Ovalisat. – Ovalisation ; HSG – Horizontal Spectrograph

Type d'Image	Raie	Date	Heure Local	Heure T.U.	R.D.	Instrument	Filtre A	Origine	Méthode envisagé	Remarque
S.H.	H α	25_07_1946		15h37m 16h14m 16h24m		DASOP/COMPAS		Meudon		Flares
F.	Fe XIV	06_05_1985	08h20m45s	15h20m45s		O. Shot C.	1	NSO/SP		Couronne
F.	H α	06_05_1985	08h21m38s	15h21m38s		O. Shot C.	1	NSO/SP	Absolue	
S.H.	H α ±0	21_06_1987		14h44m		R.B. Dunn VTT	0.2	NSO/SP	Absolue	Qual.
S.H.	Ca II K3±0	21_06_1987		14h44m		R.B. Dunn VTT		NSO/SP	Absolue	Qual.
F.	H α	26_05_1990	11h07m	17h07m	0".43	O. Shot C.	1	NSO/SP	Absolue	
F.	He II	06_1996				E.I.T. 304Å		SoHO	Point d'inflexion	
F.	H α	13_12_1996		18h31m01s		R.B. Dunn VTT	0.5	NSO/SP	Spicules	Limbes
F.	He II	13_12_1996		18h31m01s		E.I.T. 304Å		SoHO	Spicules	Limbes
F.	H α	03_06_1997	11h06m		0".43	O. Shot C.	1	NSO/SP	Absolue	
F.	He II	12_08_1997		13h18m		E.I.T. 304Å		SoHO	Absolute	Ovalisat.
F.	H α	12_08_1997		13h18m		O. Shot C	1	NSO/SP	Absolute	Ovalisat.
S.H.	H α	09_05_1998						Meudon	Absolue	Illust.
S.	He I 10830Å	08_1998				HSG		NSO/SP	Spectre	Graphique
S.	Ca II K	08_1998				HSG		NSO/SP	Spectre	Graphique
S.H.	Ca II K3	17_03_1999		09h57m				Meudon	Absolue	Masque Qual.
F.		15_11_1999		21h19m19s		171Å; 1600Å; W.L.		TRACE	Relative	Transite Mercure
F.	H α	09_03_2000		11h21m11s		HACO	2	Pic du Midi	Absolue	Diffraction
S.H.	H α	22_06_2000		14h49m35s			0.3	BBSO	Absolue	Illust.
F.	Ca II K3	22_06_2000		15h11m			0.2	BBSO	Absolue	Illust.
S.	H α	07_2000						NSO/SP	Spectre	Image
F.	H α	17_07_2000	08h24m			R.B. Dunn VTT	0.7	NSO/SP	Relative	Limbes
S.	H α	20_07_2000				R.B. Dunn VTT		NSO/SP	Spectre	Image
S.	H α	20_07_2000				R.B. Dunn VTT		NSO/SP	Spectre	Graphique
F.	H α	01_08_2000		08h32m		70mm Pronto	0.6	Thierry Legault	Absolute	Daystar
F.	H α	17_11_2000				THEMIS	0.5	Canaries	Relative	Limbes
S.H.	Ca II K3	11_09_2001		07h40m				Meudon	Absolue	Masque Qual.
F.	He II	15_11_2001				E.I.T. 304Å		SoHO	Point d'inflexion	Guy Artzner
F.	He II	30_11_2001				E.I.T. 304Å		SoHO	Point d'inflexion	Guy Artzner
F.	Ca II K	28_03_2004		12h09m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Relative	Ovalisat.
F.	H α	20_09_2004		09h54m		102mm Fluorite Coronado 90mm	0.7	Sylvain Weiller	Relative	Limbes Sud Oval.
F.	H α	14_12_2004	09h20m	11h20m		TakaNado	0.7	Pic du Midi	Absolue	
F.	H α	14_12_2004	09h26m	11h26m		TakaNado	0.7	Pic du Midi	Absolue	
F.	H α	15_12_2004	12h00m	14h00m		TakaNado	0.7	Pic du Midi	Absolue	
F.	H α	15_12_2004	12h00m	14h00m		TakaNado	0.7	Pic du Midi	Absolue	
F.	H α	15_12_2004	12h02m	14h02m		TakaNado	0.7	Pic du Midi	Absolue	
F.	H α	14_01_2005	08h13m	10h13m		TakaNado	0.7	Pic du Midi	Absolue	
F.	H α	28_02_2005	09h43m			TakaNado	0.7	Pic du Midi	Absolue	Qual.
F.	H α	30_04_2005		12h20m 12h22m		102mm Fluorite Coronado 90mm	0.7	Sylvain Weiller	Absolue	13 images
F.	H α	02_05_2005				102mm Fluorite Coronado 90mm	0.7	Sylvain Weiller	Absolute	
F.	H α	12_06_2005				TakaNado	0.7	Pic du Midi	Spicules	
F.	H α	04_10_2005		09h38m40s			0.2	DOT	Spicules	Qual.

F.	Ca II H	04_10_2005		09h38m40s			2	DOT	Spicules	
F.	gBand	04_10_2005		09h38m40s			10	DOT	Limbe	
F.	Blue continu	04_10_2005		09h38m40s				DOT	Limbe	
F.	Ca II K	26_02_2006		12h12m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	Ca II K	12_03_2006		12h34m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Relative	
S.		29_03_2006		10h40m				M.F. Balestat	Spectre Flash	Eclipse Egypte
F.	Ca II K	07_04_2006		12h10m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	Ca II K	08_04_2006		10h27m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	Ca II K	30_04_2006		10h21m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	Ca II K	04_05_2006		11h20m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	Ca II K	05_05_2006		12h10m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	Ca II K	12_05_2006		08h21m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Relative	
F.	Hα	06_06_2006		10h25m06s	0".5	HACO	0.7	Pic du Midi	Absolue	Diffraction
F.	Ca II K	09_06_2006		09h52m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Relative	Ovalisat.
F.	Ca II K	10_06_2006		11h25m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Relative	Ovalisat.
F.	Ca II K	11_06_2006		09h04m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Relative	Ovalisat.
F.	<i>Ha</i>					Filtre Lyot	0.5	Catania	Absolue	
F.	<i>Ha</i>	18_06_2006		12h42m		Filtre Lyot	0.5	Kanzelhöhe	Absolue	
F.	Ha	14_07_2006		09h36 à 10h13		102mm Fluorite Coronado 90mm	0.7	Sylvain Weiller	Relative	36 images + dark & flatfield
F.	Ca II K	20_07_2006		09h29m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	<i>Ha</i>	11_07_2006		11h12m08s		Filtre Lyot	0.5	Kanzelhöhe	Relative	
F.	Ca II K	15_07_2006		11h19m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	Ca II K	16_07_2006		10h25m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	<i>Ha</i>	17_07_2006		11h31m17s		Filtre Lyot	0.5	Kanzelhöhe	Relative	
F.	<i>Ha</i>	17_07_2006		12h14m17s		Filtre Lyot	0.5	Kanzelhöhe	Relative	
F.	<i>Ha</i>	18_07_2006		11h39m22s		Filtre Lyot	0.5	Kanzelhöhe	Relative	
F.	<i>Ha</i>	18_07_2006		12h24m22s		Filtre Lyot	0.5	Kanzelhöhe	Relative	
F.	Ca II K	12_08_2006		13h22m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	<i>Ha</i>	13_08_2006		11h35m		Filtre Lyot	0.5	Kanzelhöhe	Relative	
F.	Ca II K	16_08_2006		10h25m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	Ca II K	19_08_2006		10h55m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
F.	<i>Ha</i>	23_08_2006		10h46m39s		Filtre Lyot	0.5	Kanzelhöhe	Relative	
F.	<i>Ha</i>	24_08_2006		06h06m57s		Filtre Lyot	0.5	Kanzelhöhe	Relative	
F.	Ca II K	26_08_2006		10h14m		106mm Fluorite Filtre Barr	3	Christian Viladrich	Absolue	
S.H.	K3	06_09_2006		07h14m07s				Meudon	Absolue	Masque Qual.
F.	He I	24_09_2006		16h57m		SOLIS-VSM		NSO/SP	Absolue	Qual.
F.	<i>Ha</i>	30_09_2006		00h13m02s	> 4"	ISOON		NSO/SP	Absolue	Qual.

Table III.5.2

Résultats sélectionnés obtenus à partir de l'ensemble des images de la Table II.5.1, pour l'étude quantitative du phénomène d'ovalisation ("bilan")

Ext. Max. – Extension maximale ; FWHM – Full Width at Half Maximum; m.a. – Méthode Absolue; e.T.C. – Effet Trou Coronal ;

Mm – Megamètre (1 Mm = 1.000 km)

Date	Origine Observations	Support Images	<N-S> FWHM ou Ext. Max.	<E-W> FWHM ou Ext. Max.	Evaluation Precision \pm	Ovalisation d_p-d_{eq}	Ovalisation Relative α
06/05/1985	NSO/SP Coro Ha	Filtrogramme Photo	m.a.	m.a. 5 Mm	0".5 0.4 Mm	1".5 1.1 Mm	0.33
1996 / 1997	SoHO EIT 304 He II	Filtrogramme CCD	e.T.C. 7" 5 Mm	e.T.C. 7" 5 Mm		1".7 1.2 Mm	0.37
03/06/1997	NSO/SP Coro Ha	Filtrogramme Photo	m.a. 8.0 Mm	m.a. 7.3 Mm	1" 0.7 Mm	4".4 3 Mm	0.5
08 / 1998	NSO/SP VTT + Spectre Ha	CCD	5".3 \pm 0".35 3.9 Mm \pm 0.25 Mm	4".2 \pm 0".32 3.1 Mm \pm 0.23 Mm	0".35 0.26 Mm	1".1 0.8 Mm	0.45
08 / 1998	NSO/SP VTT + Spectre Ca II K2	CCD	2".85 \pm 0".1 2.1 Mm \pm 0.07 Mm	2".65 \pm 0".1 1.9 Mm \pm 0.07 Mm	0".1 0.07 Mm	0".2 0.15 Mm	0.46
08 / 1998	NSO/SP VTT + Spectre Ca II K3	CCD	3".8 \pm 0".15 2.8 Mm \pm 0.1 Mm	3".35 \pm 0".15 2.5 Mm \pm 0.1 Mm	0".15 0.1 Mm	0".45 0.3 Mm	0.36
08 / 1998	SoHO EIT 304 He II	Filtrogramme CCD	6".5 \pm 0".5 4.8 Mm \pm 0.4 Mm	5".5 \pm 0".5 3.7 Mm \pm 0.4 Mm	0".5 0.4 Mm	1".5 1.1 Mm	0.43
20/07/2000	NSO/SP VTT + Spectre Ha	CCD	6".15 4.5 Mm	6".7 4.9 Mm	0".15 0.1 Mm	-0".55 -0.4 Mm	-0.13
20/07/2000	NSO/SP VTT + Spectre Ha \pm 0.65	CCD	4".4 3.2 Mm	4".7 3.5 Mm	0".15 0.1 Mm	-0".3 -0.2 Mm	-0.13
20/07/2000	NSO/SP VTT + Spectre Ha Tail	CCD	9".8 7.2 Mm	11" 8.1 Mm	0".15 0.1 Mm	-1".2 -0.9 m	-0.14
06/06/2006	Pic du Midi HACO	Filtrogramme CCD	m.a. 8 Mm	m.a. 7.5 Mm	1" 0.7 Mm	4" 2.9 Mm	0.48
10/06/2006	Ch. Viladrich Ca II K	Filtrogramme CCD	8" 5.9 Mm	6".5 4.8 Mm	0".30 0.2 Mm	1".5 1.1 Mm	0.3
11/07/2006	Kanzelhöhe Ha	Filtrogramme CCD 2k	16".14 11.8 Mm	12".78 9.4 Mm	0".4 0.3 Mm	3".36 2.5 Mm	0.27
17/07/2006	Kanzelhöhe Ha	Filtrogramme CCD 2k	15".87 11.6 Mm	12".67 9.3 Mm	0".14 0.1 Mm	3".19 2.4 Mm	0.26
18/07/2006	Kanzelhöhe Ha	Filtrogramme CCD 2k	17".8 13.1 Mm	14".15 10.4 Mm	0".7 0.5 Mm	3".67 2.7 Mm	0.27

Toutes les mesures sont faites à partir de l'altitude du bord du Soleil dans le continu (h 0.3 Mm)

$$\langle d_p \rangle - \langle d_{eq} \rangle / \langle d \rangle \Rightarrow \langle d \rangle = Ext - 2.0 Mm$$

Ext. Max. – Extension maximale ; FWHM – Full Width at Half Maximum; m.a. – Méthode Absolue; e.T.C. – Effet Trou Coronal ;

Mm – Megamètre (1 Mm = 1.000 km)

Date	Origine Observations	Support Images	<N-S> FWHM ou Ext. Max.	<E-W> FWHM ou Ext. Max.	Evaluation Precision \pm	Ovalisation d_p-d_{eq}
08_1998	NSO/SP	Spectre (He I 10830)	1".65 \pm 0".2 1.2 Mm \pm 0.15 Mm	1".65 \pm 0".2 1.2 Mm \pm 0.15 Mm	0".3 0.2 Mm	0
08_1998	NSO/SP	Spectre (He I D3)	1".65 \pm 0".2 1.2 Mm \pm 0.15 Mm	1".65 \pm 0".2 1.2 Mm \pm 0.15 Mm	0".3 0.2 Mm	0

Conclusions générales.

En bref :

- a) L'asymétrie "pôle - équateur" de la chromosphère ($h > 2.2 \text{ Mm}$) a été étudiée, en se concentrant sur l'effet "**global**" de variation de son épaisseur relative en fonction de la latitude;
- b) l'ovalisation $o = \{\langle d_p \rangle - \langle d_{eq} \rangle\} \langle d \rangle^{-1}$ (avec $\langle d \rangle = d_{Total} - 2Mm$) varie avec la même période que celle du cycle des taches; elle est donc d'**origine magnétique** (et pas seulement hydrodynamique comme pour les modèles existants de spicules);
- c) Les variations cycliques de l'ovalisation sont **corrélées** avec celles du moment magnétique dipolaire du Soleil (voir Introduction), elles sont donc déphasées par rapport au cycle d'activité ;
- d) L'ovalisation pourrait être due à un effet "**différentiel**" dans le bilan des masses liées aux éjections (spicules) et retombée du gaz, aux différentes latitudes, durant l'émergence des tubes de flux du réseau chromosphérique vers la couronne (*interprétation théorique en collaboration avec B. Filippov et S. Koutchmy*).

Il existe déjà une littérature très étendue en ce qui concerne l'étude des spicules mais il s'agit d'un sujet qui s'avère toujours très difficile à traiter. Les spicules sont vus tout autour du Soleil alors que les macrospicules ne sont vus, apparemment, que dans les régions des trous coronaux ; ils sont aussi vus à des températures plus élevées (région de transition). Ainsi, les macrospicules montrent beaucoup mieux l'effet trous coronaux que les spicules qui eux, montrent l'effet ovalisation.

À l'Observatoire de La Palma des travaux récents (De Pontieu et al., 2004) semblent faire une liaison entre les spicules et les oscillations de la photosphère (les modes p), les oscillations de 5 minutes qui sont importantes dans les premiers 500 à 1.000 km. Mais l'ovalisation, qui nous intéresse, est largement située au-delà ; c'est la partie dynamique de la chromosphère, un phénomène dû à une espèce de lévitation du gaz le long des lignes de force du champ magnétique. Tant qu'on est dans les couches basses on peut penser à des ondes de pression, mais quand on va plus haut, cela doit impliquer le champ magnétique (la pression gazeuse tombe trop rapidement), c'est-à-dire que ces ondes de pression qui sont des ondes acoustiques, doivent se transformer en ondes magnétiques.

Cette approximation ne peut pas expliquer comment le gaz atteint des altitudes de 5.000 à 10.000 km. D'autres mécanismes qui sont en rapport avec le champ magnétique, comme les phénomènes de reconnexion qui pourraient avoir lieu vers 2.000 km et qui ouvrent le champ tout en donnant de l'impulsion, fournissent aussi de l'énergie et de la quantité de mouvement pour monter, et continuellement de restructurer le champ magnétique permettant au gaz d'être éjecté. La description

d'un mécanisme possible fait l'objet d'un article sous presse en collaboration avec un théoricien russe (Filippov, Koutchmy et Vilinga, 2006).

Le champ magnétique n'est mesuré que sur le disque solaire, donc sur la photosphère, grâce à la polarisation du rayonnement soit l'effet Zeeman, puis il est extrapolé en négligeant en général les courants dans la couronne (champ potentiel) ce qui produit essentiellement des boucles. En dehors de la photosphère, le champ magnétique n'est pas assez fort pour être mesuré ; les effets sont très faibles dans les raies coronales, bien que le champ magnétique dans la chromosphère soit quelquefois mesuré avec la raie $H\alpha$ dans les protubérances. Dans le domaine radio il y a aussi des mesure ponctuelles de champ magnétiques dans la couronne au dessus des taches solaires (champs forts).

Si le phénomène de l'ovalisation était lié à un effet de température, on verrait seulement les trous coronaux et pas l'ovalisation. L'ovalisation est un effet de masse due aux éjections ou soulèvement du gaz. Les phénomènes de spicules sont peut-être dus à des reconnexion qui ont lieu dans la couche vers 1.500 km, d'où émerge le champ magnétique et avant de s'ouvrir, il produirait des reconnexion avec le champ ambiant qui est plus ou moins de signe constant aux pôles. Continuellement le champ aux frontières du réseau chromosphérique est concentré par les mouvements horizontaux de la supergranulation en émergeant, il devient plus fort avec plus d'énergie puisque le volume occupé est de plus en plus grand en émigrant grâce au phénomène de supergranulation.

Dans l'épaisseur de la chromosphère il y a beaucoup de spicules (nombre très difficile à quantifier mais situé entre 50 et 100.000 spicules simultanément pour l'ensemble de la surface solaire). L'ovalisation est mesurée dans une couche plus au moins "réversible" du point de vue "remplissage" et "vidage", c'est-à-dire qu'on fait l'hypothèse que le champ fournit une énergie aux spicules pour monter (ils travaillent donc contre la gravité), et atteignent une certaine vitesse qui décroît ensuite pour changer de signe et retomber et restituer une partie de cette énergie vers la couronne, en chauffant "l'enveloppe" des spicules, ce qui voudrait dire qu'en réalité les spicules sont constitués d'une partie interne froide et d'une partie externe plus chaude en contact avec la couronne ambiante, ce qui pourrait expliquer non seulement le chauffage mais le remplissage de la couronne, parce que dans l'espace entre les spicules il y a la couronne (le modèle VAL dit même qu'il y a de la couronne partout au dessus de 2.200 km). Les reconnexion lancent les spicules vers la couronne et c'est en retombant qu'une partie de cette énergie serait restituée à la couronne puis la chromosphère.

Nous avons essayé de faire la distinction entre les spicules et les macro spicules pour expliquer l'ovalisation, en soulevant le problème de l'influence des trous coronaux.

Nous avons essayé aussi d'analyser les relations entre le cycle d'activité et l'ovalisation et on n'a pas trouvé de corrélation très claire parce qu'il y a en jeu le cycle des taches, le cycle des éruptions et le cycle coronal. Le cycle des taches est asymétrique : il monte plus vite qu'il ne descend. Par contre le cycle d'activité

coronale et celui des éruptions sont plus symétriques. L'ovalisation se situe entre ces deux cycles.

Sur le cycle des taches, un deuxième maximum apparaît et l'étendue de l'ovalisation pourrait servir à comprendre cet aspect.

Sur le dernier cycle d'activité solaire 23 (cycle des taches) le maximum s'était produit entre 2000 et 2001 (maximum des taches) et les plus grandes éruptions ont eu lieu en octobre, novembre 2003 (les plus grandes éruptions du cycle, parmi les plus grandes éruptions qu'on ait jamais observés), ce qui ne correspond pas au maximum des taches.

Les méthodes coronographiques ont été largement utilisées pour cette étude, mais hélas très peu de résultats ont pu être obtenus. Il y a toujours présence de distorsions instrumentales (décentrage du disque occulteur, lumière diffractée, franges parasites, défaut de collimations, etc.) et d'autres effets dus à l'atmosphère terrestre (la réfraction atmosphérique essentiellement), ce qui nous a forcé à abandonner cette méthode de mesure "absolue" de la forme de la chromosphère à partir d'images du disque entier du Soleil et passer à une méthode "relative", une méthode où on réduit le champ de prise de vue sur le Soleil pour obtenir exactement un champ choisi aux pôles ou à l'équateur (est et ouest). Le problème (sur un petit télescope réalisant néanmoins des images de bonne qualité) c'est qu'il faut toujours bien repérer les points cardinaux solaires en tenant compte de l'angle de position P qui varie sur le Soleil de -26.29 en avril à $+26.29$ en octobre, durant les observations. L'autre problème avec cette méthode concerne la référence nécessaire par rapport au bord photosphérique (en considérant la photosphère parfaitement sphérique).

Une étude approfondie a été faite surtout sur les images au maximum d'activité parce qu'on savait déjà qu'il y avait une ovalisation au minimum (Auchère, Koutchmy, 1998 et mesures "historiques") ; il fallait donc se concentrer en priorité à l'étude du comportement de la chromosphère solaire au maximum d'activité pour vérifier si l'ovalisation existait toujours. Nous avons vu qu'il n'y avait pas d'ovalisation et peut-être même que l'effet s'inversait (aplatissement).

Historiquement une espèce d'ovalisation a été vue depuis longtemps (voir Chapitre I.5). Quelques travaux avaient été déjà effectués en rapport avec la forme de l'enveloppe chromosphérique vue en émission, mais son interprétation n'a pas toujours été la plus correcte car il n'y avait pas de distinction claire entre mesures aux pôles et mesures à l'équateur : la largeur de la chromosphère était toujours considérée "en moyenne" sur le cycle et les mesures étaient prises à n'importe quel endroit du Soleil (pas obligatoirement le pôle). Seule une variation relative de la hauteur des spicules avait été remarquée.

Nous pensons finalement que les variabilités de l'épaisseur de la chromosphère avec le cycle d'activité peuvent avoir une influence indirecte, par le biais de l'activité coronale qui est entièrement dominée par l'évolution du champ magnétique solaire

qui émerge de la chromosphère, sur la Climatologie de l'Espace (Space Weather), et donc une influence évidemment sur les systèmes sensibles de transmission, et sur les orbites des satellites. Il est donc important de continuer cette recherche dans le but d'étudier précisément le comportement de l'ovalisation durant le cycle d'activité. De plus, cet effet est révélateur du comportement du champ magnétique polaire qui ne peut guère être mesuré à cause des effets de perspective. L'activité polaire du Soleil est encore mystérieuse et imprévisible et il reste donc beaucoup à apprendre de l'étude de l'ovalisation de la chromosphère.

Il semble intéressant d'engager cette recherche dans le cadre de campagnes internationales genre I.H.Y. de manière à éviter les erreurs systématiques (R.D. par ex.) et collecter plus de données (Vilinga et al., 2006).

Pour progresser dans la compréhension de cette chromosphère étendue, il faut une **couverture temporelle** meilleure (moyennes sur une rotation à réaliser systématiquement) :

- Les **mesures** peuvent être faites **au sol** et notamment à Luanda, site bien supérieur en qualité, ou mieux, **dans l'espace** avec une expérience opérant en apesanteur (plus de flexion mécanique, de contraintes thermiques variables, etc.) permettant de mesurer les variations de l'ovalisation chromosphérique sans effets parasites dus à l'atmosphère terrestre (R.D. ; seeing) avec une meilleure qualité photométrique et de reproductibilité (couverture durant toute l'année et 24/24 heures);
- Les **résultats** devront être **comparés** avec d'autres indices de l'activité solaire: taches; boucles magnétiques; champ magnétique aux pôles; couronne; vents; etc....

Bien entendu les expériences spatiales coûtent très cher ; elles pourraient être développées dans le cadre d'une mission solaire plus générale. Le dispositif expérimental s'inspirerait des expériences "sol" et notamment du dispositif que nous allons mettre en œuvre à Luanda.

Annexe A.1 - BIBLIOGRAPHIE

ALISSANDRAKIS, C.E., ZACHARIADIS, Th., GONTIKAKIS, C., "*TRACE observations of solar spicules beyond the limb in Ly- α and C IV*", Proceedings of the 11th European Solar Physics meeting – The dynamic Sun: Challenges for theory and observations, 11-16 September 2005 (ESA SP-596, December 2005)

ALLEN, C.W., *Astrophysical Quantities*, third edition, 1973, the Athlone Press

ARTZNER, Guy, *frontispice*, Solar Physics, v.202, issue 1, (2001)

ATHAY, R.G. The number of spicules in the middle chromosphere, 1959, *Astrophysical Journal*, vol. 129, p.164

ATHAY, R.G., *Chromospheric fine structure*, 1986, Peter A. Sturrock (ed.), Physics of the Sun, Vol. II, pp. 51-69, by Reidel Publishing Company

AUCHÈRE, F. ; BOULADE, S. ; KOUTCHMY, S. ; SMARTT, R.N. ; DELABOUDINIÈRE, J-P. ; GEORGAKILAS, A. ; GURMAN, J.B ; ARTZNER, G.E ; *The Prolate Solar chromosphere*, *Astronomy and Astrophysics* **336**, 1998, L57-L60

BANASZKIEWICZ, M., AXFORD, M. and MCKENZIE, W.I., *Encyclopa of Astronomy and Astrophysics*, Publ. Institut of Physics, U.K., 2000

BANASZKIEWICZ, M., AXFORD, M. and MCKENZIE, W.I., *An analytic solar magnetic field model*, *Astronomy & Astrophysics*, 337, 940-944, 1998

BANASZKIEWICZ, M., AXFORD, M. and MCKENZIE, W.I., *The fast solar wind and its source region*, Proc. 31st ESLAB symp. "*Correlated phenomena at the Sun, in the Heliosphere and in Geospace*", ESTEC, Noordwijk, The Netherlands, 22-25 September 1997 (ESA SP-415 December 1997)

BECK, R., HILBRECHT, H., REINSCH, K., VÖLKER, P., *Solar Astronomy Handbook*, Willmann-Bell, Inc. 1995

BECKERS, J.M. "*A Study of the Fine Structures in the Solar Chromosphere*", AFCRL-64-770, Sept. 1964, Environmental Research Papers

BUDNIK, F., SCHRÖDER, K.-P., GLASSMEIER, K.-H., & WILHEM, K., *First observational evidence for "evaporating" spicules*, Solar jets and coronal plumes, Proceedings of an International Meeting held in Guadeloupe, DOM, France 23-26 February 1998 (ESA SP-421, May 1998)

Bureau de Longitudes, *Annuaire 1974 – Encyclopédie Physique et Spatiale*, Gauthier – Villars Éditeur, 1974

CARLSSON, M., STEIN and R.F., *Does Non Magnetic Chromosphere exists?*, The Astrophysical Journal, 440: L29-L32, 1995, February 10

CHRETIEN, Henry, *Calcul des Combinaisons Optiques*, Masson, 5^e édition, 1980

CHRISTOPOULOU, E. B.; GEORGAKILAS, A. A. & KOUTCHMY, S., *Chromospheric Mass Motions Associated with an Emerging Flux Region*, 1999, Magnetic Fields and Solar Processes. The 9th European Meeting on Solar Physics, held 12-18 September, 1999, in Florence, Italy. Edited by A. Wilson. European Space Agency, ESA SP-448, 1999. ISBN: 92-9092-792-5., p.593

CHRISTOPOULOU, E. B.; GEORGAKILAS, A. A.; KOUTCHMY, S., *Fine Structure of the Magnetic Chromosphere: Near-Limb Imaging, Data Processing and Analysis of Spicules and Mottles*, 2001, Solar Physics, v. 199, Issue 1, p. 61-80

CLARK, T.A., *Eclipse observations of the extreme solar limb at sumillimeter wavelengths*, Infrared Solar Physics (Proceedings 154th IAU symposium – Arizona, USA March 1992), D.M. Rabin, J.T. Jefferies and C. Lindsey Eds. 139-150

CLARK, T. A.; NAYLOR, D. A.; TOMPKINS, G. J.; DUNCAN, W. D., *Extension of the solar limb and sub-millimeter and millimeter wavelengths*, Solar Physics (ISSN 0038-0938), 1992, vol. 140, no. 2, Aug. 1992, p. 393-396

COULSON, K.L., *Solar and terrestrial radiation – Methods and Measurements*, Academic Press, Inc. 1975

DAW, A., DeLUCA, E.E. and GOLUB, L., *Observations and interpretation of soft X-Ray limb absorption seen by the normal incidence X-Ray telescope*, The Astrophysical Journal, **453**: 929-944, November 10, 1995

DEBEVE, George, KOUTCHMY, Serge, *Restauration et filtrage 2D d'images radio du disque solaire à 8 et 13 mm*, J. Optics (Paris), vol **10**, n°6, p.339, 1979

DELABOUDINIERE, J.-P., ARTZNER, G.E., BRUNAUD, A.H., et al., *EIT : Extreme-Ultraviolet Imaging Telescope for the SoHO mission*, Solar Physics **162** : 291-312, 1995

DELANNEE, C., KOUTCHMY, S., DELABOUDINIERE, J.-P., et al., *Polar Jets and Plasmoids: Preliminary results from JOP57*, Proceedings of the Fifth SoHO Workshop, "The Corona and Solar Wind near minimum activity", Oslo, Norway, 17-20 June 1997 (ESA SP-404, September 1997)

De PONTIEU, Bart, ERDÉLYL, Robert & JAMES, Stewart P., *Solar Chromospheric spicules from the leakage of photospheric oscillations and flows*, Nature, vol 430, 536-539, 2004

DUNN, R.B., *Photometry of the Solar chromosphere*, PhD dissertation, Air Force Cambridge Research Laboratories 65-398, june 1965, Environmental Research Papers, No. 109

EWELL, M. W., Jr.; ZIRIN, H.; JENSEN, J. B.; BASTIAN, T. S., *Submillimeter observations of the 1991 July 11 total solar eclipse*, Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 403, no. 1, p. 426-433, 1993

FILIPPOV, Boris and KOUTCHMY, S. *On the origin of the prolate solar chromosphere*, Solar Physics **196**: 311-320, 2000

FILIPPOV, Boris, KOUTCHMY, Serge, VILINGA, Jaime, *On the dynamic nature of the prolate solar chromosphere: jet formation*, Astronomy and Astrophysics, 2006, under press.

FONTENLA, J. M.; AVRETT, E. H.; LOESER, R., *Energy balance in the solar transition region. I - Hydrostatic thermal models with ambipolar diffusion*, Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 355, June 1, 1990, p. 700-718. Research supported by CONICET, 1990

FONTENLA, J. M.; AVRETT, E. H.; LOESER, R., *Energy balance in the solar transition region. II - Effects of pressure and energy input on hydrostatic models*, Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 377, Aug. 20, 1991, p. 712-725, 1991

FONTENLA, J. M.; AVRETT, E. H.; LOESER, R., *Energy balance in the solar transition region. III - Helium emission in hydrostatic, constant-abundance models with diffusion*, Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 406, no. 1, p. 319-345, 1993

FOUKAL, P.V., *Broadband Measurements of Facular Photometric Contrast Using the Solar Bolometric Imager*, 2004, Solar Astrophysics, 2nd Edition, Wiley – VCH Ed. 288-295

GABRIEL, Alain H., "Chromospheric Fine Structure": Proceedings from IAU Symposium no. 56 held at Surfer's Paradise, Qld., Australia, 3-7 September 1973. Edited by R. Grant Athay. International Astronomical Union. Symposium no. 56, Dordrecht; Boston: Reidel, p.295

GEORGAKILAS, A.A.; KOUTCHMY S. & ALISSANDRAKIS, C.E.; *Polar surges and Macrospicules: Simultaneous $H\alpha$ He II 304 Å observations*, Astronomy and Astrophysics, 1999, 341, 610-616

GEORGAKILAS, A. A.; DARA, H.; ZACHARIADIS, Th.; ALISSANDRAKIS, C. E.; KOUTCHMY, S.; DELANNÉE, C.; DELABOUDINIÈRE, J.-P. & HOCHEDÉZ, J.-F., *Spicules and Macrospicules: Simultaneous $H\alpha$ and He II (304 Å) Observations*, 1998, Second Advances in Solar Physics Euroconference: Three-Dimensional Structure of Solar Active Regions, ASP Conf. Series Vol. 155, Ed. by Costas E. Alissandrakis & Brigitte Schmieder. ISBN 1-886733-75-9, p.376

GEORGAKILAS, A. A.; CHRISTOPOULOU, E. B. & KOUTCHMY, S., *Fine Structure of the Solar Chromosphere: Dynamics of Spicules and Fine Dark Mottles*, Magnetic Fields and Solar Processes. The 9th European Meeting on Solar Physics, held 12-18

September, 1999, in Florence, Italy. Edited by A. Wilson. European Space Agency, ESA SP-448, 1999. ISBN: 92-9092-792-5., p.285

GEORGAKILAS, A. A.; KOUTCHMY, S. & CHRISTOPOULOU, E. B., *Polar surges and macropicules. II. Dynamics of an eruptive event from off-limb observations*, 2001, *Astronomy and Astrophysics*, v.370, p.273-280

GINGERICH, O.; NOYES, R. W.; KALKOFEN, W.; CUNY, Y., *The Harvard-Smithsonian reference atmosphere*, *Solar Physics*, vol. 18, p. 347-365, 1971

GODOLI, G.; MAZZUCCONI, F., *The Sun's Polar surges and Magnetic Field*, 1967, *Astrophysical Journal*, vol. 147, p.1131

GOLUB, Leon and PASACHOFF, Jay, *The Solar Corona*, Cambridge University Press, 1997

GOLUB, Leon and PASACHOFF, Jay, *Nearest Star – The surprising Science of our Sun*, Harvard University Press, 2001

GUILLERMIER, P. et KOUTCHMY, S., *"Eclipses Totales"*, Masson, Paris, 1998 & *"Total Eclipses"*, Springer – Praxis 1999

HEINZEL, Peter, SCHMIEDER, Brigitte, *Chromospheric fine structure: black & white mottles*, *Astronomy & Astrophysics*, 282, 939-954 (1994)

JOHANNESSON, Anders; ZIRIN, Harold; *The Pole-Equator Variation of Solar Chromospheric height*, *The Astrophysical Journal*, **471**: 510-520, 1966 November 1

KOUTCHMY, Serge, *La couronne dynamique*, *L'Astronomie – Mars/Avril* 2006 vol.120, 134-143 (2006)

KOUTCHMY, Serge, *Super granulation in the deep photosphere*, "Pleins feux sur la physique solaire" (Deuxième assemblée européenne de physique solaire – Oscillations Solaires) et "Contexte Coronal des éruptions solaires" (Colloque International du CNRS) – Toulouse 8-10 mars 1978

KOUTCHMY, S.; PEYTURAUX, R.; *Étude du continuum solaire dans l'infrarouge moyen: $\lambda=3,5\mu$ à $\lambda=25\mu$* , *Astronomy and Astrophysics* **5**, 470-487 (1970)

KOUTCHMY, S., KOUTCHMY, O., KOTOV, V., *Mesures d'assombrissement du limbe solaire dans le domaine de 1 à 4 μ m*, *Astronomy & Astrophysics*, **56**, 189-193, 1979

KOUTCHMY, S.; Di FOLCO, E.; AUCHERE, F.; BAUDIN, F.; DELABOUDINIÈRE, J-P.; KOUTCHMY, O.; NOËNS, J-C.; RONDÌ, S.; JIMENEZ, R.; SMARTT, R.N.; *The Prolate Solar Chromosphere*; *Proceedings 8th SoHO Workshop*; 385-389, June 1999 (ESA SP-446, October 1999)

KOUTCHMY, S., CONTESSE, L., VILADRICH, C., VILINGA, J., BOCCHIALINI, K., *About the Fe XIV 530.3 nm line emissions of the middle corona*, Proceedings of the 11th European Solar Physics meeting – The dynamic Sun: Challenges for theory and observations, 11-16 September 2005 (ESA SP-596, December 2005)

KOUTCHMY, S. et VIAL, J.-C., *Étude d'un filtre interférentiel à bande étroite sous différentes incidences*, Astronomy & Astrophysics, **25**, 145-147, 1973

LAMY, P., KOUTCHMY, S., *Infrared Imaging and Speckle Observations with a TV Camera*, The Messenger – ESO N°**23**, p. 5-6, 1981

LANTOS, Pierre, *Le Soleil en face: le Soleil et les relations Soleil-Terre*, Paris – Masson, 1997

LEROY, J.-L., NOËNS, J.-C., *Does the solar activity cycle extend over more than an 11 year period?*, Astronomy and Astrophysics, **120**, L1-L2, 1983

LILENSTEIN, J. et BLELLY, P.-L., *Du Soleil à la Terre*, Presses Universitaires de Grenoble, 1999

LITE, B.W., *An estimation of the fluctuations in the extreme limb of the Sun*, Solar Physics 85, (1983), 193-214

LORRAIN, Paul; KOUTCHMY, Serge, *Two Dynamical Models for Solar Spicules*, 1996, Solar Physics, v. 165, p. 115-137

LOUCIF, M. L.; KOUTCHMY, S.; STELLMACHER, G.; GEORGAKILAS, A.; BOCCHIALINI, K.; DELABOUDINIÈRE, J.-P., *About polar ejection events and surges*, Solar Jets and Coronal Plumes, Proceedings of an International meeting, Guadeloupe, France, 23-26 February 1998, Publisher: Paris: European Space Agency (ESA), 1998, ESA SP-421 . ISBN: 9290926848, p.299

MARTINEZ, P.; *Astronomie: Le guide de l'observateur Tome 1*, Édition Société d'Astronomie Populaire, 1987

MEIN, Peter; Ribes, E.; *Spectroheliograms and motions of magnetic tracers*, Astronomy and Astrophysics, **227**, 577-582 (1990)

MOORE , Ronald. L. ; TANG, Frances ; BOHLIN, J. David ; GOLUB, Leon, *H α Macrospicules: Identification with EUV Macrospicules and with Flares in X-ray bright points*, the Astrophysical Journal, **218**: 286-290, 1977 November 15

MOURADIAN, Zadig, *Contribution à l'étude du bord solaire et de la structure chromosphérique*, 1965, Annales d'Astrophysique, Vol. 28, p.805

NOËNS, J.-C., WURMSER, O., *Ground based limb survey of the Sun polar regions in the H α line*, Astrophysics and Space Science, v.273, Issue ¼, 17-23 (2000)

PASACHOFF, Jay M., *Astronomy: From the Earth to the Universe* (Sixth edition), Thomson Learning, Inc. 2002

PASACHOFF, Jay M.; NOYES, Robert W.; BECKERS, Jacques M., *Spectral Observations of Spicules at Two Heights in the Solar Chromosphere*, 1968, Solar Physics, Vol. 5, p.131

PATSOURAKOS, S.; BOCCHIALINI, K.; VIAL, J.-C., *Solar chromospheric structures observed in UV resonance lines : a multivariate analysis approach*, 1999, C.R. Acad. Sci, 326, 337

PRIEST, E. and FORBES, T., *Magnetic Reconnection*, pp. 612. ISBN 0521481791. Cambridge, UK: Cambridge University Press, June 2000

ROBERTS, Walter Orr, *A Preliminary Report on Chromospheric Spicules of Extremely Short Lifetime*, 1945, Astrophysical Journal, vol. 101, p.13

ROMEUF, D., MEUNIER, N., NOËNS, J.-C., KOUTCHMY, S., JIMENEZ, R., WURMSER, O., ROCHAIN, S. and the "Observateurs Associés" Team, *Analysis of broad-band H α coronagraphic observations*, Astronomy & Astrophysics (2006)

SCHRIJVER, C.J. et al., *The nonpotentiality of active-region coronae and the dynamics of the photospheric magnetic field*, 2005, The Astrophysical Journal 628:501-513

SECCHI, S.J., 1877, in : "*Le Soleil*", Gauthier-Villars, p.38

SELHORST, C.L., SILVA, A.V.R., and COSTA, J.E.R., *Radius variations over a solar cycle*, Astronomy & Astrophysics **420**, 1117-1121 (2004)

SELHORST, C.L., SILVA, A.V.R., and COSTA, J.E.R., *Solar atmospheric model with spicules applied to radio observation*, Astronomy & Astrophysics 433, 365-374 (2005)

SHEELEY, N.R., *Polar faculae during the interval 1906 – 1975*, Journal of Geophysical Research vol.81 No.19 (July 1, 1976), 3462-3464

SIMON, George W. ; *The H-Alpha double limb: A scattered-light phenomenon*, American Astronomical Society, **143**, 38-47 June 1965

SIMON, George W. ; *A Practical Solution of the Atmospheric Dispersion Problem*, The Astronomical Journal, **71**: 190-194 April 1966

SIMON, Guy, *Dynamique de l'atmosphère solaire*, Thèse de doctorat, Université Paris VII, 1987

STIX, Michael, "*The Sun*", Astronomy and Astrophysics Library, Springer, 1989

TANDBERGHANSEN, E., , "*The Nature of Solar Prominences*", Kluwer Academic Publishers, 1995

VERNAZZA, J.E., AVRETT, E.H. and LOESER, R., *Structure of the Solar Chromosphere. I. Basic computations and summary of the results*, The Astrophysical Journal, **184**: 605-631, 1973 September 1

VERNAZZA, J.E., AVRETT, E.H. and LOESER, R., *Structure of the Solar Chromosphere. II. The underlying photosphere and temperature-minimum region*, The Astrophysical Journal Supplement Series, **30**: 1-60, 1976 January

VERNAZZA, J.E., AVRETT, E.H. and LOESER, R., *Structure of the Solar Chromosphere. III. Models of the EUV brightness components of the quiet Sun*, The Astrophysical Journal Supplement Series, **45**: 635-725, 1981 April

ZHARKOVA, V.V., IPSON, S.S., ZHARKOV, S.I., BENKHALIL, A., ABOUDARHAM, J., BENTLEY, R.D., *A full-disk image standardisation of the synoptic solar observations at the Meudon Observatory*, Solar Physics, v.214, Issue 1, 89-105 (2003)

ZHANG, J. ; WHITE, S.M. ; KUNDU, M.R. ; *The height structure of the Solar Atmosphere from the Extreme-Ultraviolet perspective*, The Astrophysical Journal, **504**: L127-L130, 1998 September 10

ZIRIN, Harold, *"The Solar Atmosphere"*, Blaisdell Publishing Company, 1966

ZIRIN, Harold, *"Astrophysics of the Sun"*, Cambridge University Press, 1988

WALDMEIER, Max, *The Sunspot-Activity in the Years 1610-1960*, Zürich: Schulthess, 1961

WITTMANN, A., *The solar diameter at 5000 Å and H α from photoelectric drift scan*, Solar Physics 29 (1973) 333-340

WITTMANN, A., *Emission heights and centre-to-limb variation of some chromospheric lines*, Astronomy & Astrophysics 48, 121-127 (1976)

WOO, R.; HABBAL, S. R.; *The Origin of the Solar Wind*, American Scientist, Volume **90**: 532-539, 2002

<http://www.bbso.njit.edu/>, Big Bear Solar Observatory (BBSO)

http://nsosp.nso.edu/data/latest_solar_images.html, National Solar Observatory / Sacramento Peak

<http://www.solarviews.com/eng/ulysses.htm>, Ulysses, ESA/NASA Solar Probe, Courtesy of ESA and NASA

<http://sohowww.nascom.nasa.gov/>, SOHO

www.astrosurf.com/spectroheliio/ - Observations du Soleil avec un spectrohéliographe – par Philippe Rousselle

www.moonglow.net/eclipse/2006mar29/index.shtml - *The 2006 Total Solar Eclipse* - March 29, 2006 by Fred Bruenjes

www.dasop.obspm.fr/observat/pages/obs_amateur/coronado.html - *Principe du filtre solaire H α "Coronado"* Jean-Marie Malherbe, Nicole Mein, Observatoire de Meudon

http://sidc.oma.be/sunspot-index-graphics/sidc_graphics.php, SIDIC - Solar Influences Data Analysis Center

<http://www.bbso.njit.edu/Research/Halpha/>, Global High-Resolution H α Network

<http://www.questarcorporation.com/solabs.htm>, The Standard Catalog of Henry Rowland and Charlotte Moore

<http://dotdb.phys.uu.nl/DOT/>, The Dutch Open Telescope Database

<http://www.obsupice.cz/slunce/sun.htm>, *The Sun*, Upice Observatory (Czech Republic) Radioastronomy

<http://www.ct.astro.it/sun/>, INAF - Catania Astrophysical Observatory, Solar Observations

<http://www.obspm.fr/obsparis.fr.shtml>, Observatoire de Paris - Meudon

<http://bass2000.obspm.fr/home.php?lang=fr>, BASS2000 – Base de données Solaire Sol, Archive des observations systématiques du Soleil, Observatoire de Paris – Meudon, France

<http://www.mporzio.astro.it/>, Osservatorio Astronomico di Roma

<http://www.ct.astro.it/>, INAF - Osservatorio Astrofisico di Catania, Dipartimento di Fisica e Astronomia, Università di Catania, Sezione Astrofisica

http://mlso.hao.ucar.edu/cgi-bin/mlso_homepage.cgi, MLSO – Mauna Loa Solar Observatory, HAO

<http://www.kso.ac.at/>, Kanzelhöhe Solar Observatory (Sonnenobservatorium Kanzelhöhe, Austria)

<http://www.hao.ucar.edu/>, ESSL's High Altitude Observatory – HAO

<http://www.cfa.harvard.edu/cfa-home.html>, Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics

<http://sol.oma.be/homepage.php3>, Solar Physics Department of the Royal Observatory of Belgium

<http://astrosurf.com/oa/>, Les Observateurs Associés (O.A.), Observatoire du Pic-du-Midi

<http://www.bdl.fr/>, IMCCE - Institut de Mécanique Céleste et de calcul des éphémérides

<http://www.iap.fr/>, Institut d'Astrophysique de Paris (IAP)

<http://www.ias.u-psud.fr/pnst/>, PNST - Programme National Soleil-Terre

<http://www.bdl.fr/>, Bureau des Longitudes (IMCCE)

<http://www.nasa.gov/home/index.html?skipIntro=1>, NASA – National Aeronautics and Space Administration

<http://www.ias.u-psud.fr/medoc/>, MEDOC (Multi-Experiment Data Operation Centre for SOHO), Institut d'Astrophysique Spatiale (IAS)

<http://solarnews.nso.edu/current.html>, SolarNews, The Electronic Newsletter of the Solar Physics Division American Astronomical Society, Volume 2006, Number 20, Neal Hurlburt, editor, 16 Oct 2006

<http://www.sec.noaa.gov/>, NOAA/ National Weather Service, National Centers for Environmental Prediction Space Environment Center

<http://helios.obspm.fr/observat/index.html>, Le site des observateurs solaires

<http://tycho.usno.navy.mil/sidereal.html>, Compute Local Apparent Sidereal Time

http://www.linmpi.mpg.de/english/projekte/sumer/text/picture_Ink.html, Max-Planck-Institut für Sonnensystemforschung, Max Planck Institute for Solar System Research

<http://perso.orange.fr/bernard.tallent/soleil.htm>, Le Soleil

<http://www.lmsal.com/solarsites.html>, The Sun and Solar Physics on the web

http://www.pa.op.dlr.de/bilderarchiv/IPCC_Aviation_Chapter3/, Institut für Physik der Atmosphäre, Figures of IPCC special report "Aviation and the Global Atmosphere", Chapter 3, German Aerospace Center

ANNEXE A.3

VARIATION MÉTÉOROLOGIQUE EN FONCTION DE LA LATITUDE DU LIEU

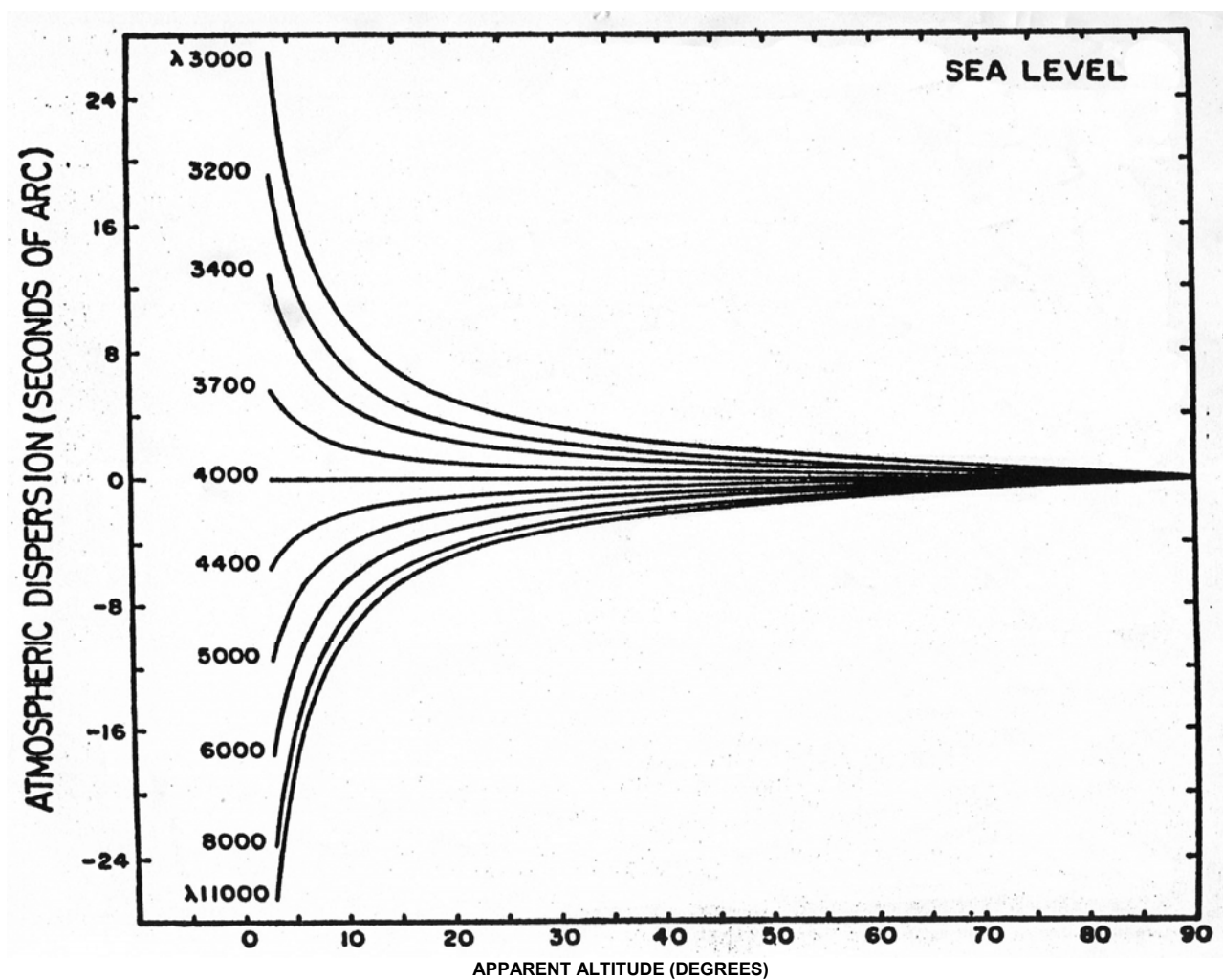
A.3.1 Dispersion Atmosphérique

A.3.2 Variations de la Température et de la Pression

A.3.3 Variation de la Température en fonction de la Latitude

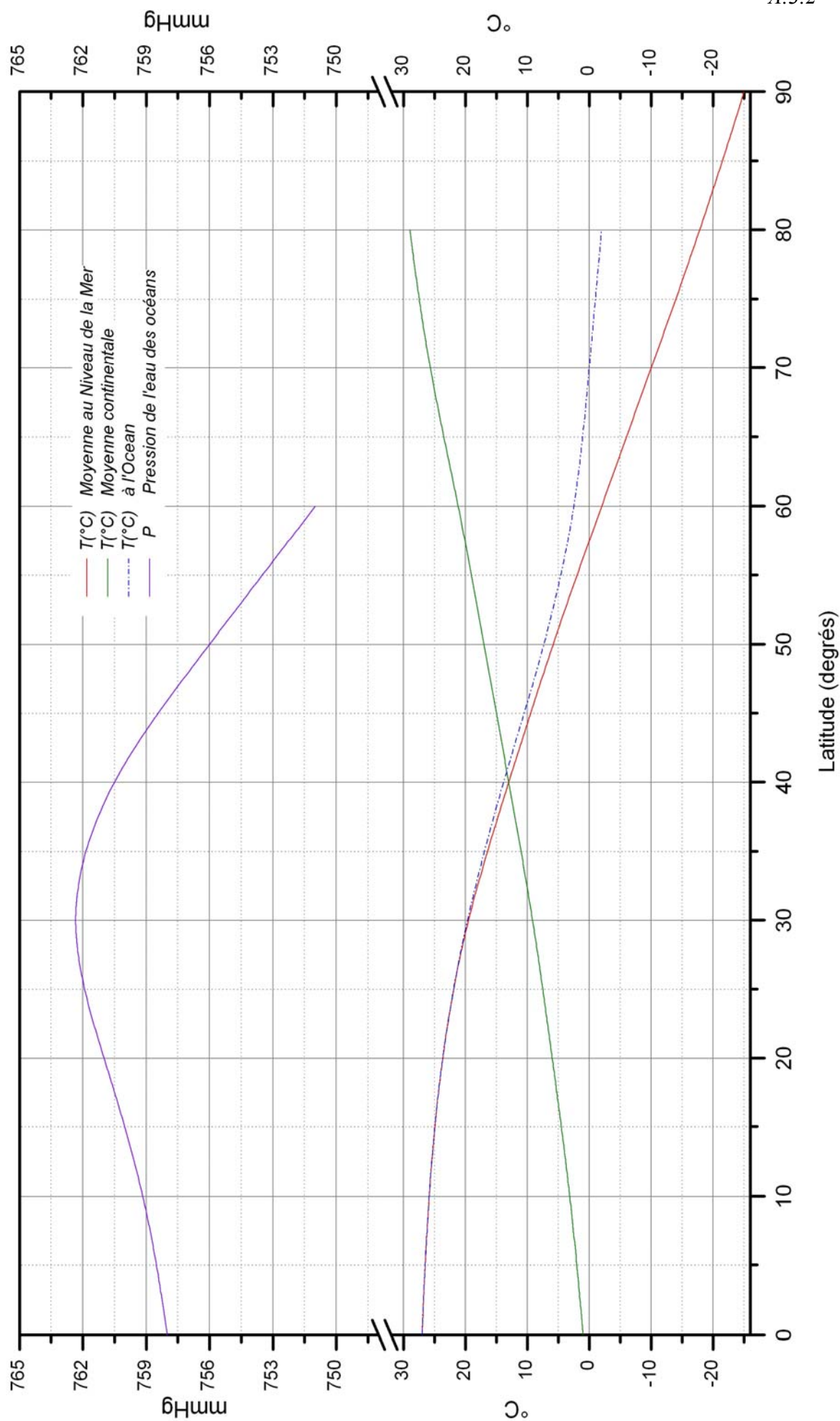
A.3.4 Variations de la Pression totale et de la Vapeur d'Eau au niveau de la mer

A.3.5 Température et Pression à la Tropopause

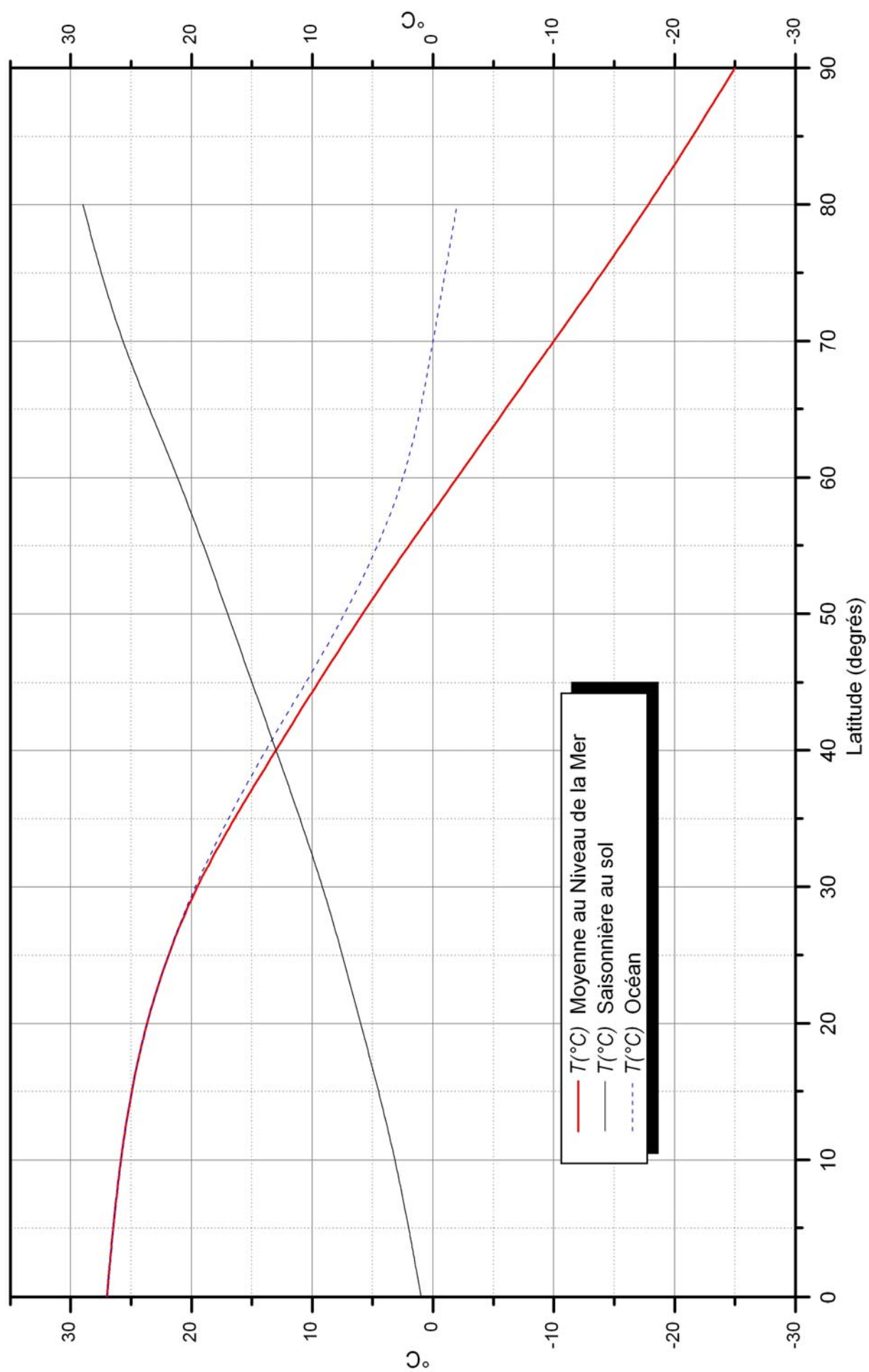


Dispersion atmosphérique (relatif à 4000 Å) pour un observateur au niveau de la mer et dans des conditions atmosphériques normales. (Simon, George W. ; *A Practical Solution of the Atmospheric Dispersion Problem*, The Astronomical Journal, **71**: 190-194 avril 1966)

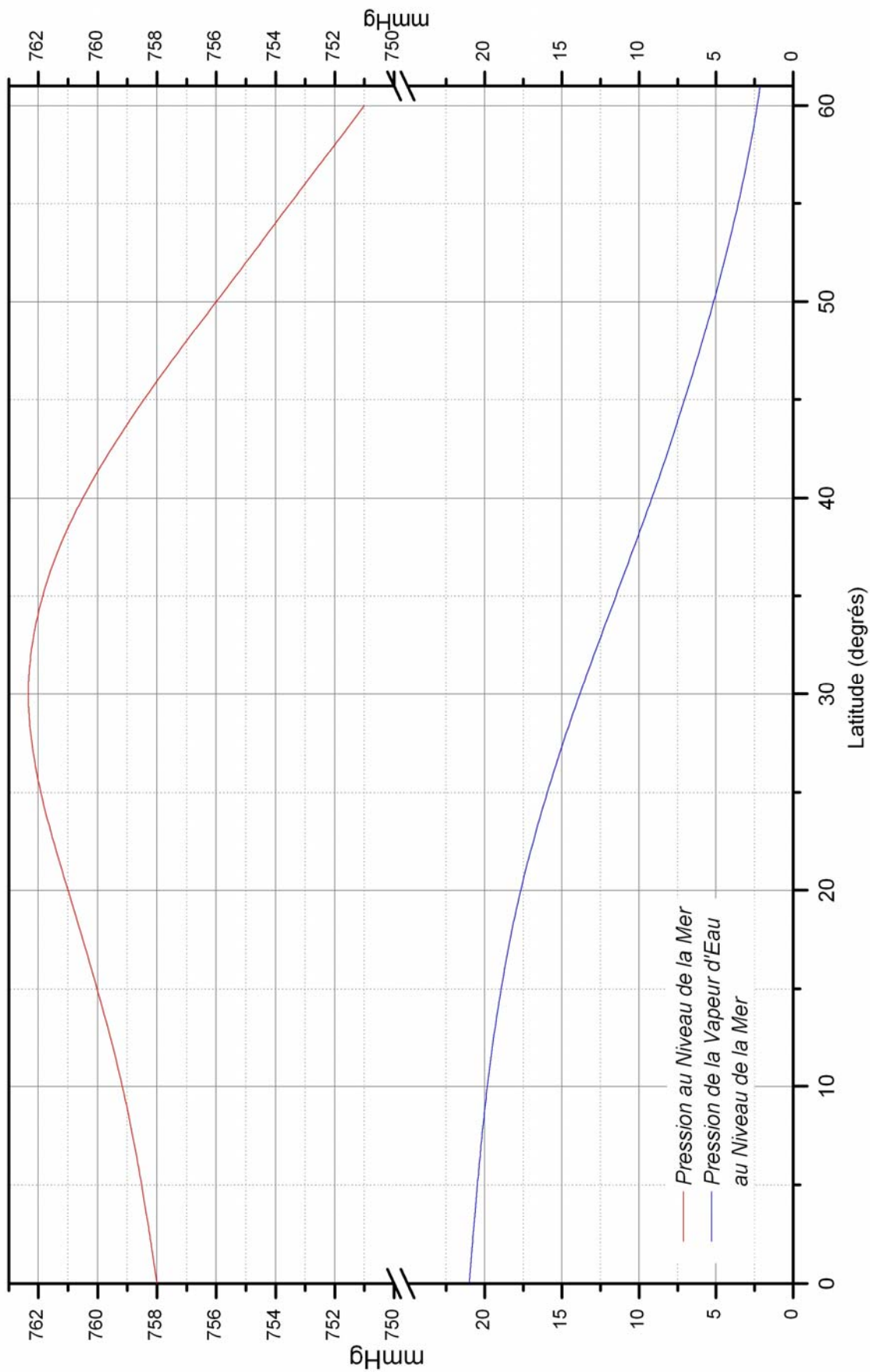
Variations de la Temperature et de la Pression

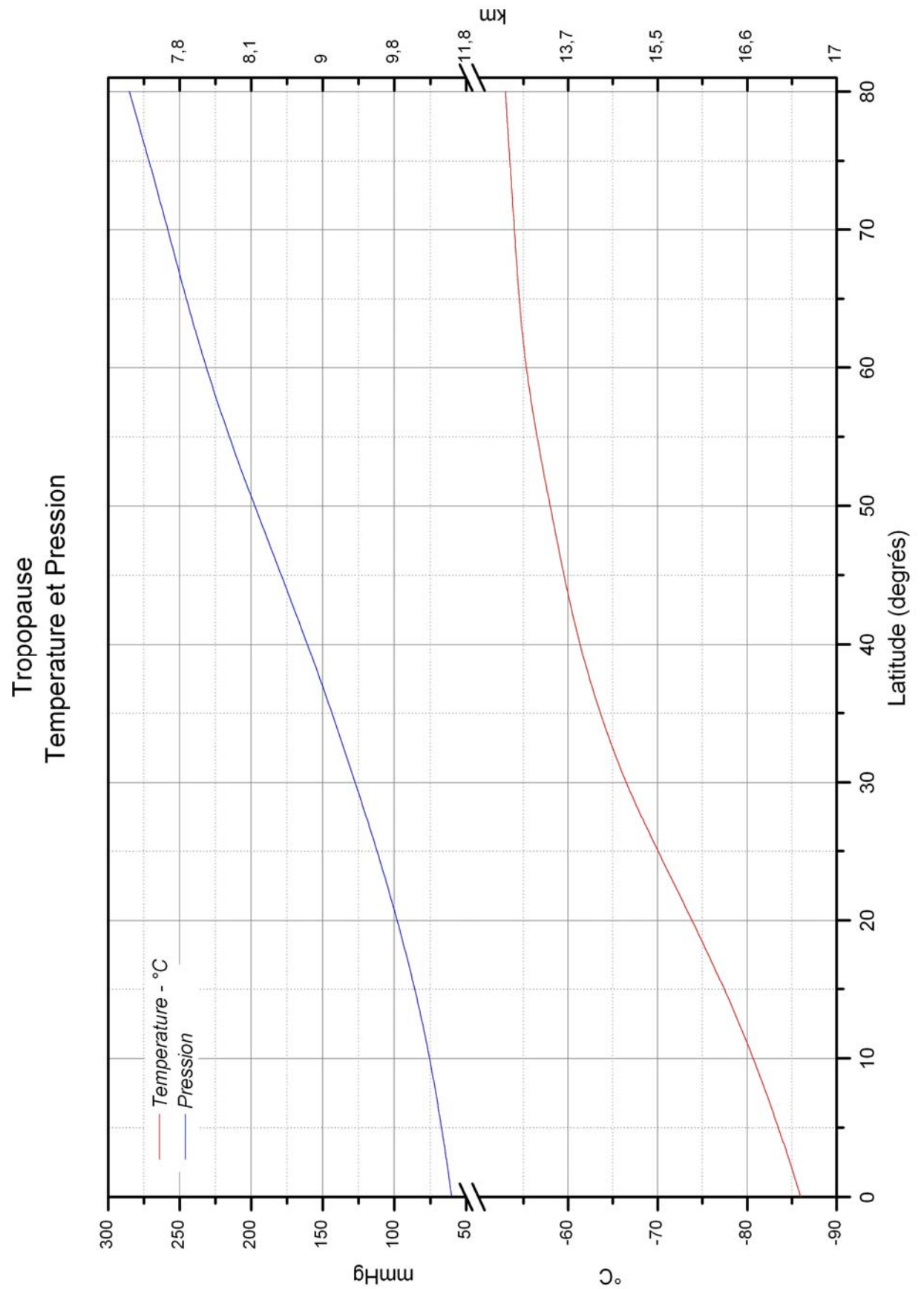


Variation de la Temperature
en fonction de la Latitude



Variations de la Pression totale et de la Vapeur d'Eau
au Niveau de la Mer



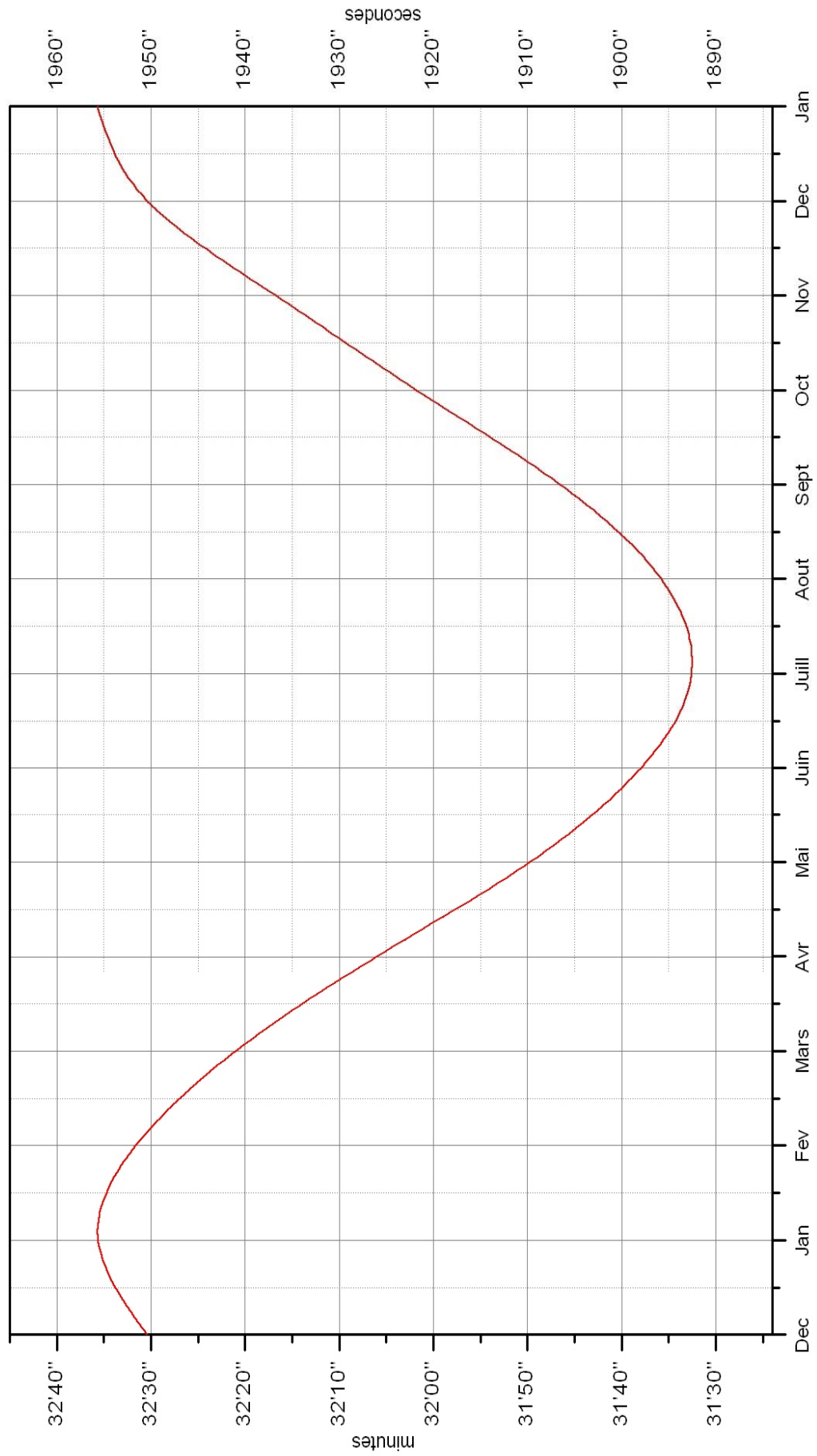


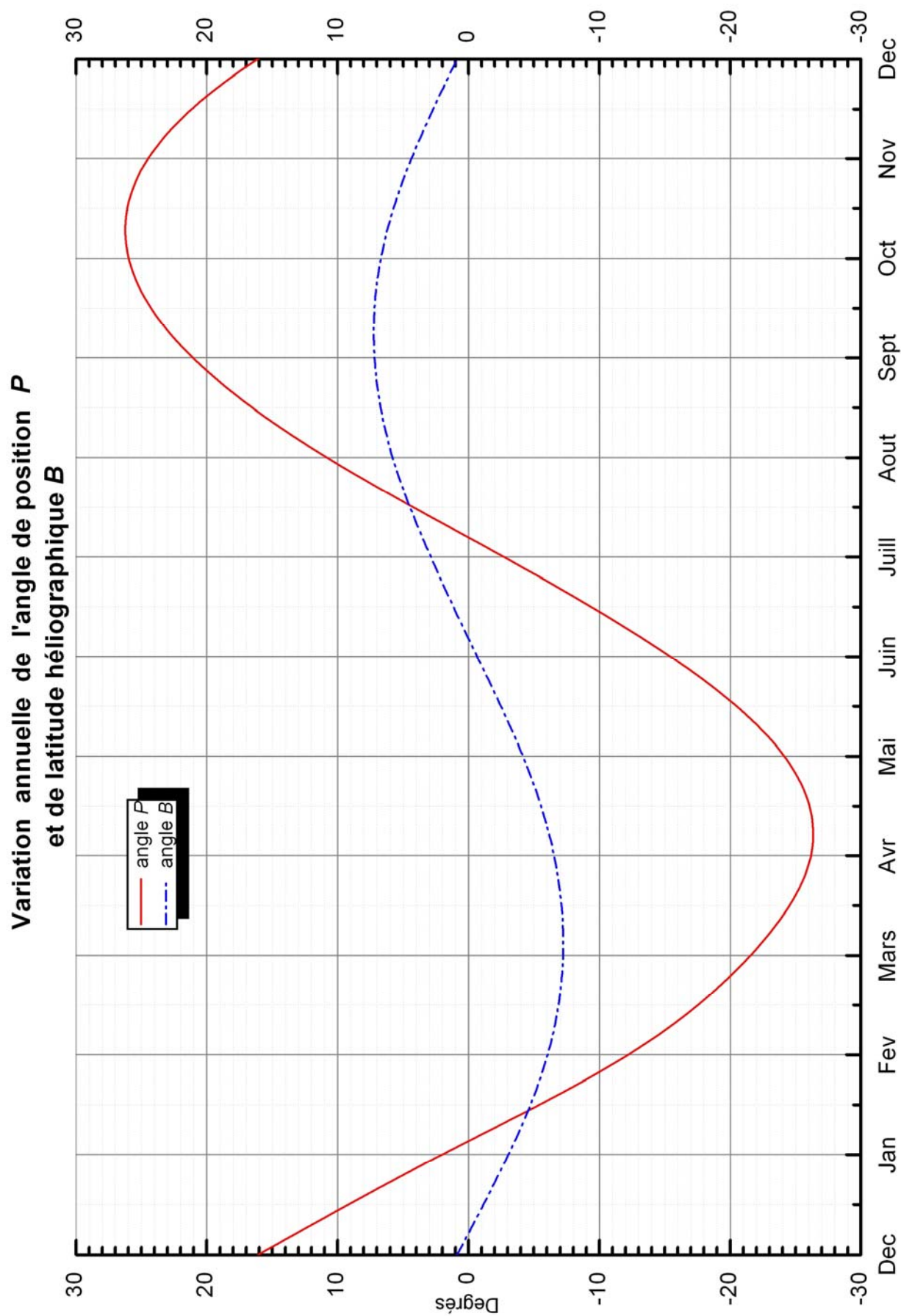
ANNEXE A.4

VARIATION DU DIAMÈTRE DU SOLEIL ET RÉFRACTION DIFFÉRENTIELLE

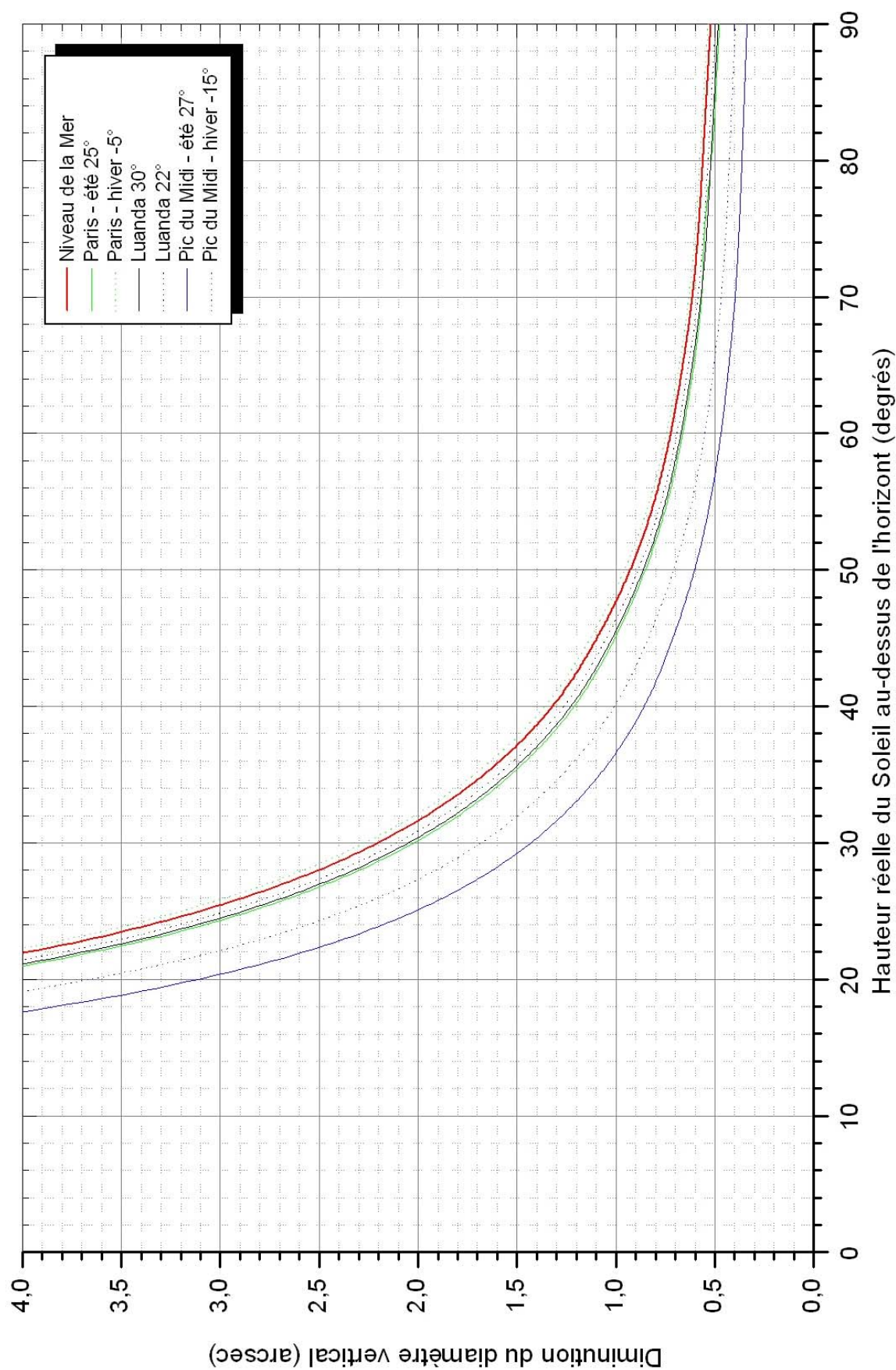
- A.4.1** *Variation annuelle du diamètre apparent photosphérique du Soleil. Réf. : Allen, Astrophysical Quantities, The Athlone Press, 1973;*
- A.4.2** *Variation annuelle de l'angles de position (P) et de la latitude héliographique (B);*
- A.4.3** *Diminution du diamètre apparent moyen du Soleil en fonction du lieu de la Terre;*
- A.4.4** *Diminution du diamètre du Soleil avec l'effet de la réfraction différentielle pour le niveau de la mer ;*
- A.4.5** *Diminution du diamètre du Soleil avec l'effet de la réfraction différentielle pour Paris ;*
- A.4.6** *Diminution du diamètre du Soleil avec l'effet de la réfraction différentielle pour Luanda ;*
- A.4.7** *Diminution du diamètre du Soleil avec l'effet de la réfraction différentielle pour le Pic du Midi;*

Variation Anuelle du Diamètre du Soleil

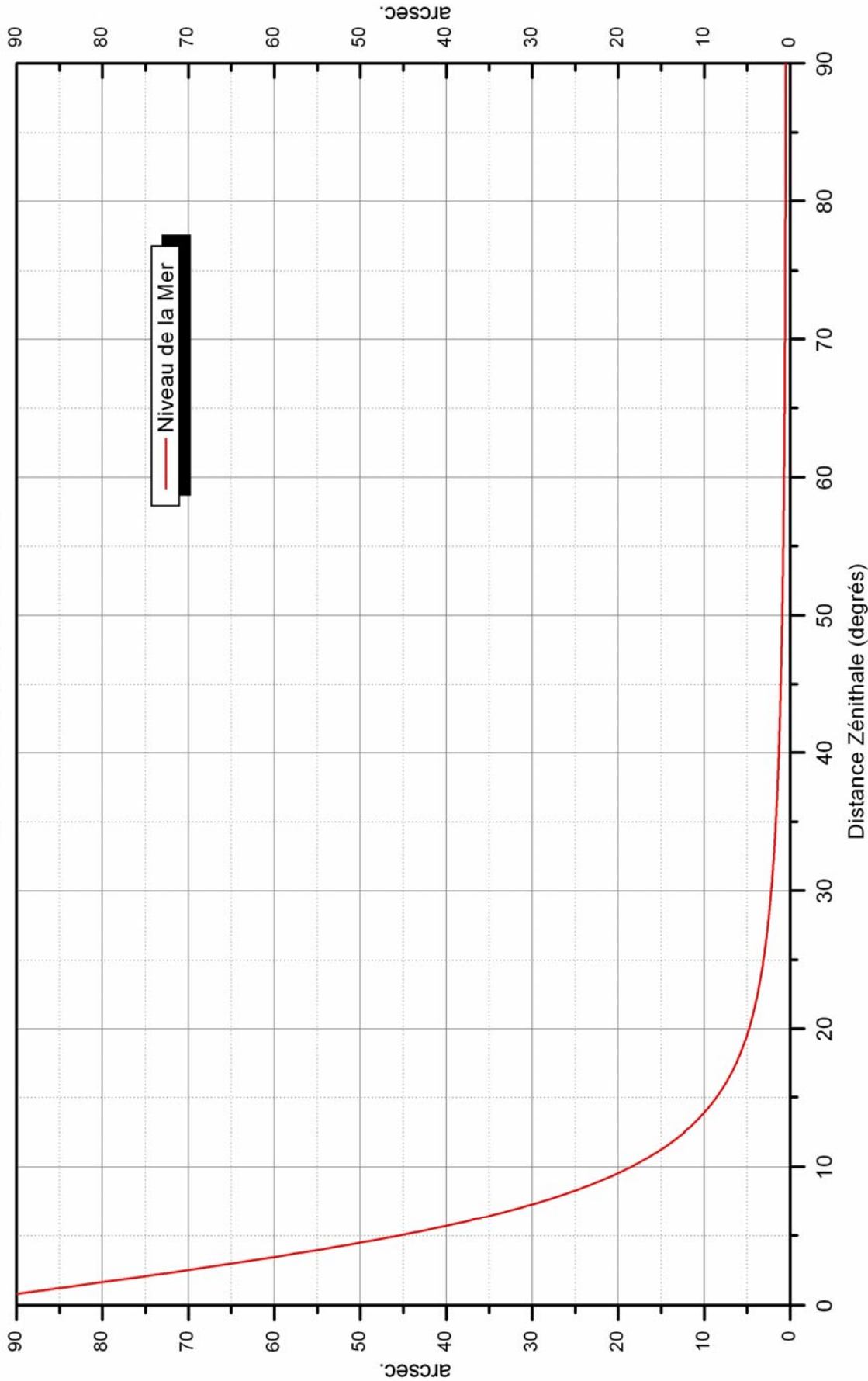




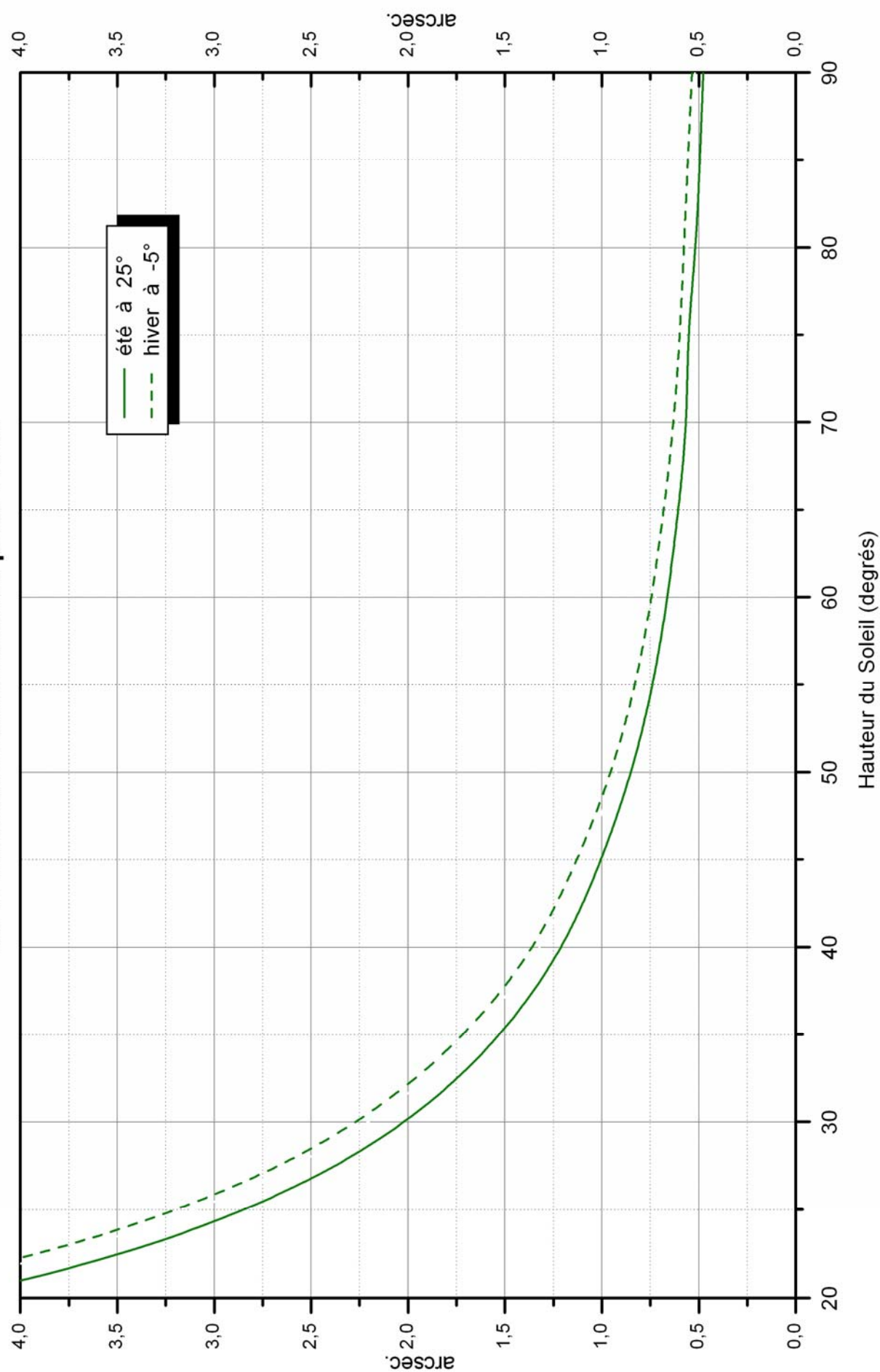
Diminution du diamètre apparent moyen du Soleil en fonction du lieu sur la Terre



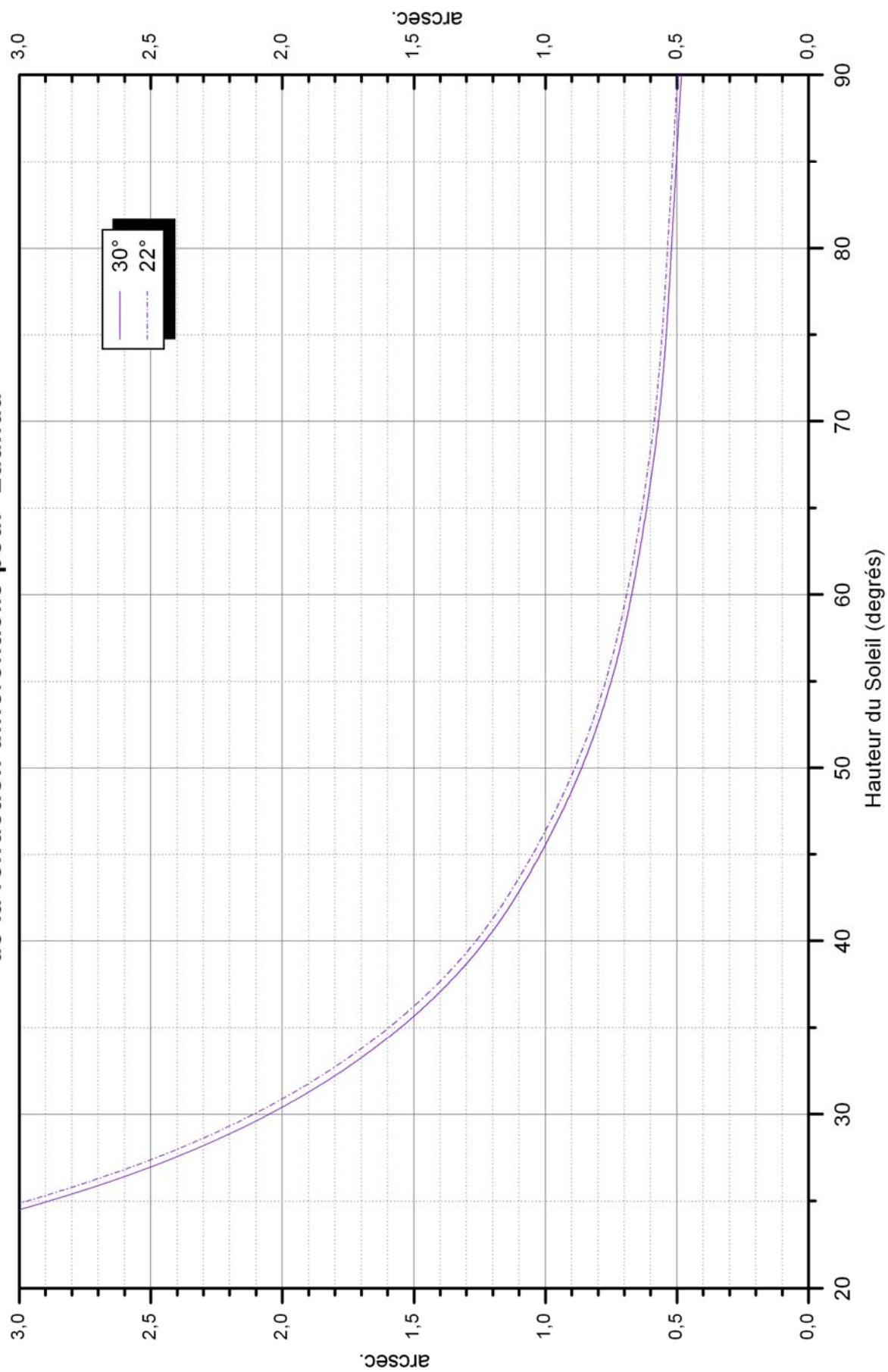
Diminution du diamètre du Soleil avec l'effet de la réfraction différentielle pour le niveau de la mer



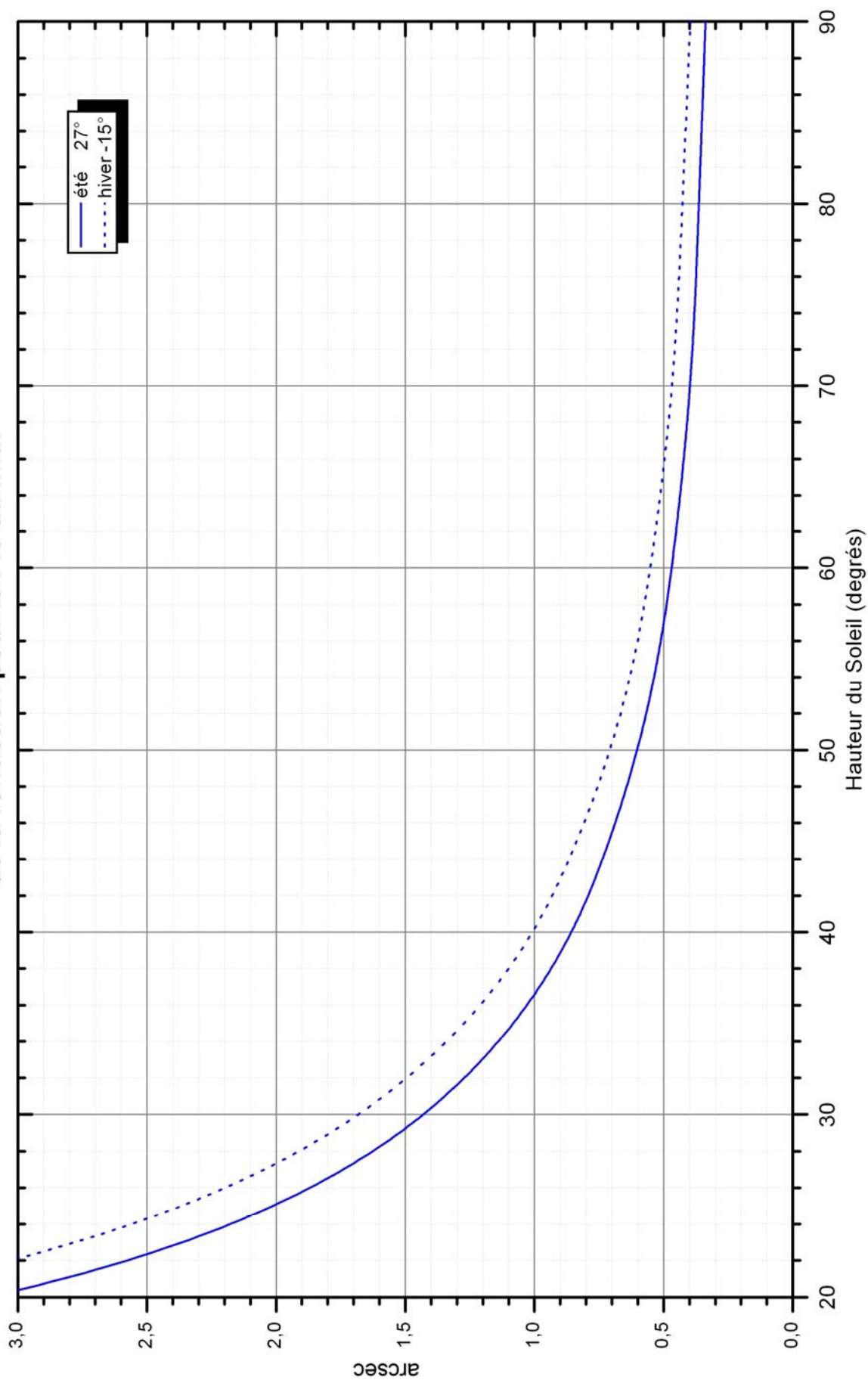
Diminution du diamètre du Soleil avec l'effet de la réfraction différentielle pour Paris



**Diminution du diamètre du Soleil avec l'effet
de la réfraction différentielle pour Luanda**



Diminution du diamètre du Soleil avec l'effet
de la refraction pour le Pic du Midi

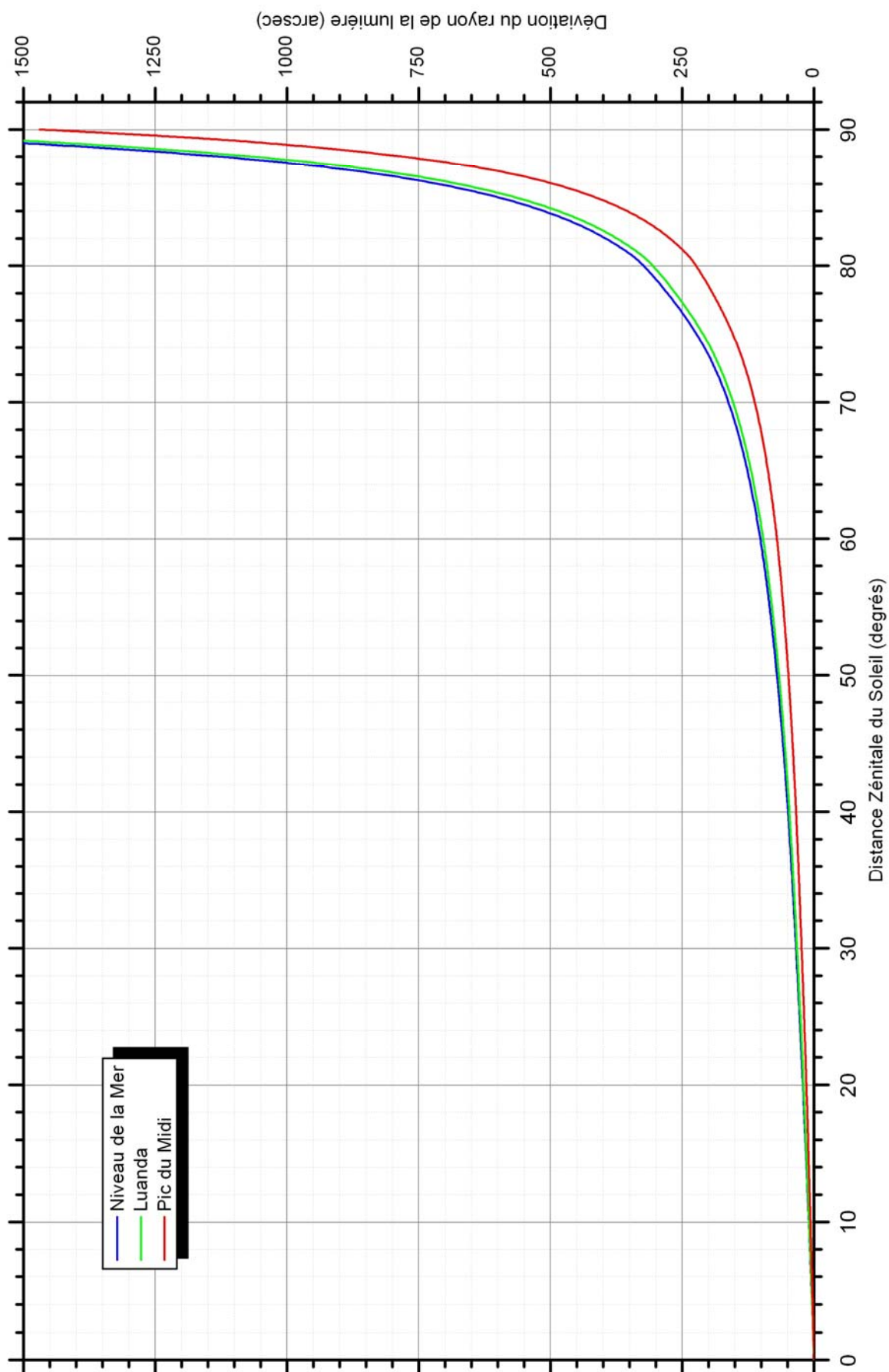


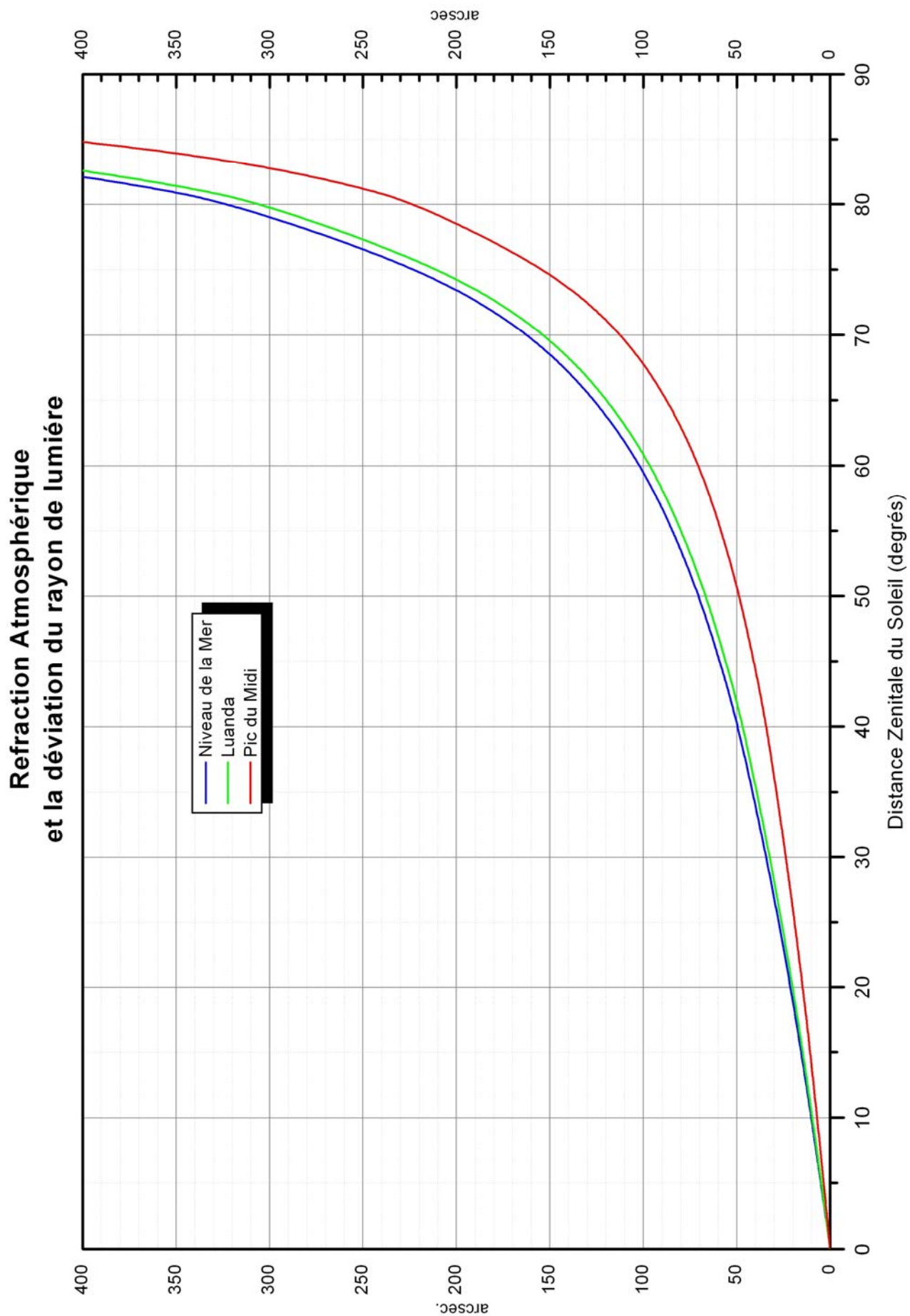
ANNEXE A.5

RÉFRACTION ATMOSPHERIQUE

- A.5.1 Réfraction atmosphérique et déviation d'un rayon de lumière (0 à 1500 arscec.)***
- A.5.2 Réfraction atmosphérique et déviation d'un rayon de lumière (0 à 400 arscec.)***

Refraction Atmosphérique et la déviation du rayon de lumière





ANNEXE A.6

TRAVAUX

***a - Articles de Revues Scientifiques et conférences
internationales***

b – Autres publications et papiers posters